

2m11.2592.3

Université de Montréal

Différences d'âge entre les amas globulaires galactiques

par

Pascal Bergeron

Département de physique

Faculté des arts et des sciences

Mémoire présenté à la Faculté des études supérieures  
en vue de l'obtention du grade de  
Maître ès sciences (M.Sc.)  
en physique

novembre, 1997

© Pascal Bergeron, 1997



QC  
3  
U54  
1998  
v.006



Université de Montréal

Bibliothèque



Université de Montréal  
Faculté des études supérieures

Ce mémoire intitulé:

Différences d'âge entre les amas globulaires galactiques

présenté par:

Pascal Bergeron

a été évalué par un jury composé des personnes suivantes:

Dr Gilles Baudet, président-rapporteur  
Dr René Racine, directeur de recherche  
Dr Daniel Nadeau, membre du jury

Mémoire accepté le: 0402.1998

## SOMMAIRE

Ce mémoire présente une investigation sur les différences d'âge entre huit amas globulaires galactiques à partir d'observations homogènes prises à l'observatoire astronomique du Mont-Mégantic dans les bandes passantes V et I. Les données photométriques sont réduites à l'aide des logiciels "DAOPHOT-II" et "ALLFRAME" afin de construire des diagrammes couleur-magnitude. Les variations de différences de couleur entre le point d'inflexion de la série principale et la branche des géantes rouges sont utilisées comme indicateur de différences d'âge entre les amas de métallicité semblable.

Aucune différence d'âge n'est détectée entre les amas pauvres en métaux M15 et M92, alors qu'une dispersion de  $1.6 \pm 1.5$  milliard d'année est mesurée parmi les amas de métallicité intermédiaire M13, M3, M12 et M10, suggérant ainsi que la formation de la Galaxie a eu une durée prolongée. M13 est trouvé  $2.2 \pm 0.8$  milliard d'années plus jeune que M3, bien que ce résultat soit en conflit avec des études précédentes. Si cette mesure se révélait être exacte, elle constituerait une très forte évidence que l'âge n'est pas le second paramètre affectant la morphologie de la branche horizontale. Les diagrammes couleur-magnitude des amas riches en métaux M71 et NGC6366 sont affectés par la contamination des étoiles de champs et ne permettent pas de mesure précise d'âge relatif.

Un plus grand échantillon d'amas globulaires doit être étudié de façon homogène avant de tirer des conclusions plus précises sur la formation de la Galaxie. Des recommandations sont faites quant à la réalisation d'un tel projet.

## TABLE DES MATIÈRES

SOMMAIRE . . . . .	iii
TABLE DES MATIÈRES . . . . .	iv
LISTE DES TABLEAUX . . . . .	vii
LISTE DES FIGURES . . . . .	viii
LISTE DES ABRÉVIATIONS . . . . .	x
REMERCIEMENTS . . . . .	xii
AVANT-PROPOS . . . . .	xiii
INTRODUCTION . . . . .	1
CHAPITRE 1: Théorie . . . . .	5
1.1 L'évolution stellaire et le diagramme Hertzsprung-Russell . . . . .	5
1.2 Les amas globulaires . . . . .	8
1.3 Différentes méthodes pour mesurer l'âge des AG . . . . .	9
CHAPITRE 2: Observations . . . . .	13
CHAPITRE 3: Traitement des données . . . . .	18
3.1 Aperçu du traitement des données . . . . .	18
3.2 Prétraitement des images . . . . .	22

3.3	Détermination de la fonction d'étalement . . . . .	23
3.3.1	Détection des étoiles . . . . .	25
3.3.2	Photométrie d'ouverture . . . . .	26
3.3.3	Sélection des étoiles candidates . . . . .	26
3.3.4	PSF . . . . .	27
3.3.5	ALLSTAR et SUBSTAR . . . . .	28
3.4	Photométrie finale . . . . .	29
3.4.1	Création de l'image médiane . . . . .	29
3.4.2	Création de la liste d'étoiles . . . . .	30
3.4.3	Allframe . . . . .	31
3.4.4	Détermination de l'indice de couleur . . . . .	32
3.4.5	Comparaison avec la photométrie de Stetson pour M3 et M13	33
3.5	Diagrammes couleur-magnitude . . . . .	37
CHAPITRE 4: Discussion . . . . .		42
4.1	Commentaires généraux sur les DCM . . . . .	42
4.1.1	DCM des amas de faible métallicité . . . . .	42
4.1.2	DCM des amas de métallicité intermédiaire . . . . .	43
4.1.3	DCM des amas de forte métallicité . . . . .	44
4.2	Détermination des isochrones de référence . . . . .	46

4.3	Mesure des $\Delta(v - i)_{PI}^{BGR}$ . . . . .	49
4.4	Incertitude des $\Delta(v - i)_{PI}^{BGR}$ . . . . .	54
4.5	Interprétation . . . . .	59
CONCLUSION . . . . .		61
RÉFÉRENCES . . . . .		65

## LISTE DES TABLEAUX

I	Résumé des observations . . . . .	15
II	Paramètres de sélection des étoiles . . . . .	39
III	Différences d'âge . . . . .	54



## LISTE DES FIGURES

1	Différence de couleur entre le PI et la BGR en fonction de l'âge . . . . .	12
2	Image CCD de M12 . . . . .	17
3	Calibration de la photométrie de M3 . . . . .	35
4	Calibration de la photométrie de M13 . . . . .	36
5	Sélection des étoiles du DCM de M12 . . . . .	37
6	DCM des amas de faible métallicité . . . . .	39
7	DCM des amas de métallicité intermédiaire . . . . .	40
8	DCM des amas de forte métallicité . . . . .	41
9	DCM des quatre quadrants de M10 . . . . .	45
10	Isochrone de référence de M12 . . . . .	48
11	Isochrones de référence des AG de métallicité faible . . . . .	50
12	Isochrones de référence des AG de métallicité intermédiaire . . . . .	51
13	Définition de $\Delta(v - i)_{PI}^{BGR}$ . . . . .	53
14	Pente de l'indice de couleur de M3 . . . . .	56
15	Pente de l'indice de couleur de M13 . . . . .	57

16	Âge en fonction de $\Delta(v - i)_{PI}^{BGR}$ . . . . .	60
----	---	----

## LISTE DES ABRÉVIATIONS

**ADU** "Analog Digital Unit" (ou unités de comptes du CCD)

**AG** Amas globulaire

**BGR** Branche des géantes rouges

**BH** Branche horizontale

**BSG** Branche des sous-géantes

**CCD** "Coupled Charge Device" (ou dispositif à couplage de charge)

**DCM** Diagramme couleur-magnitude

**FE** Fonction d'étalement

**PLDH** Pleine largeur demi-hauteur de la fonction d'étalement

**S/B** rapport Signal sur Bruit

**SP** Série principale

**PI** Point d'inflexion de la série principale

*Mais le plus merveilleux était qu'il y eût là, debout sur le dos rond de la planète, entre ce linge aimanté et les étoiles, une conscience d'homme dans laquelle cette pluie pût se réfléchir comme dans un miroir.*

A. de St-Exupéry

## REMERCIEMENTS

J'aimerais remercier sincèrement mon superviseur, le professeur René Racine pour m'avoir conseillé tout au long de ce projet, docteur Peter B. Stetson pour m'avoir procuré gracieusement les logiciels nécessaires à l'analyse des données, et le professeur Don A. Vandenberg pour ses isochrones théoriques.

## AVANT-PROPOS

Au cours de la dernière décennie, l'intérêt pour les amas globulaires (AG) a été ravivé par plusieurs facteurs. Premièrement, du côté pratique, l'avènement des CCD avec leur grande efficacité quantique et leur linéarité, ainsi que des logiciels automatisés de photométrie par lissage de profils multiples a donné naissance à une abondante vague de données pour plusieurs AG. Deuxièmement, du côté scientifique, la polémique persistante sur l'existence d'une différence d'âge significative ainsi que sur le fameux "deuxième paramètre" affectant la morphologie de la branche horizontale a suscité maintes discussions dans la communauté scientifique.

Il s'avère que la solution à ces deux problèmes demande la détermination précise des âges relatifs des amas globulaires. Au moment d'écrire ces lignes, plusieurs études ont été entreprises sur des échantillons limités d'AG avec des résultats qui n'ont pas su faire l'unanimité, de sorte que la question reste encore ouverte.

Il est rapidement apparu qu'un obstacle important à la précision sur la mesure des différences d'âges venait du manque d'homogénéité des données photométriques qui ont été rassemblées lors d'études antérieures. En effet, on a vu souvent certains auteurs combiner la photométrie d'ouverture de plaques photographiques pour les géantes avec de la photométrie CCD pour les étoiles de la séquence principale, afin de reconstituer le diagramme couleur-magnitude complet d'un AG. De plus, le simple fait d'utiliser des données provenant de divers auteurs ayant été obtenues à partir de systèmes instrumentaux différents et avec des méthodes d'analyse différentes peut introduire des erreurs systématiques qui

limitent la précision de la méthode. C'est pourquoi, dans le cadre de cette étude, nous avons voulu acquérir des observations homogènes à partir d'un même télescope, avec le même détecteur et les mêmes filtres, pour qu'ensuite les données soient réduites et analysées avec une méthode uniforme.

Les études récentes, faites à partir de photométrie CCD, avaient également la lacune de ne couvrir qu'une petite partie de la surface de l'amas, si bien que les objets rares tels que les géantes rouges et les étoiles de la branche horizontale, qui sont utilisés dans plusieurs méthodes de mesures d'âges, n'étaient pas suffisamment représentés dans les données. Ainsi, la grandeur de champ est devenue un critère important dans la planification de ce projet.

La disponibilité du temps d'observation sur le télescope de 1,6m ainsi que le grand champ offert par le réducteur focal PANORAMIX a fait de l'Observatoire du Mont-Mégantic un endroit privilégié pour s'attaquer à ce projet, bien que la majorité des AG ne soient visibles que de l'hémisphère sud. L'esprit de ce projet était d'abord et avant tout celui d'une étude de faisabilité, visant à déterminer s'il est réalisable d'obtenir des mesures d'âges relatives suffisamment précises ( $\sim \pm 1Gan$ ) pour un important échantillon d'AG, à partir d'un télescope d'environ 1.5m de diamètre.

## INTRODUCTION

Depuis les premiers temps où les astronomes ont pointé leurs télescopes sur la voûte étoilée, l'origine des galaxies a présenté un défi enrichissant à l'intelligence humaine. Le philosophe allemand Immanuel Kant (1724-1804) fut sans doute le premier, dans son traité "*Allgemeine Naturgeschichte und Theorie des Himmels*"<sup>1</sup>, à postuler que notre galaxie aurait atteint sa configuration actuelle après un effondrement gravitationnel.

Ce scénario classique a été élaboré beaucoup plus tard dans sa forme moderne par Eggen, Lynden-Bell et Sandage (1962, ci-après ELS). Ceux-ci ont en effet observé que les étoiles de faible métallicité (et donc vieilles) dans l'environnement du soleil ont des orbites plus elliptiques que celles de métallicité plus élevée. De plus, ils ont trouvé que ces étoiles de faible métallicité se retrouvent à diverses hauteurs par rapport au plan galactique, alors que celles de métallicité supérieure se retrouvent préférentiellement près du plan de la galaxie. Ces données lorsqu'interprétées dans le contexte de leur modèle galactique, suggèrent que la galaxie s'est formée à partir d'un nuage approximativement sphérique de gaz en rotation qui se serait effondré en chute libre sur une échelle de temps inférieure à un milliard d'années, alors que la première génération d'étoiles ainsi que les amas globulaires se formaient. Ces étoiles primordiales pauvres en métaux se déplacent maintenant sur des orbites elliptiques à cause de la variation rapide du potentiel gravitationnel galactique aux premiers temps de notre galaxie. ELS faisaient également remarquer que ce scénario d'effondrement rapide expliquait naturellement pourquoi les amas globulaires ayant une photométrie suffisamment

---

<sup>1</sup> "Histoire Naturelle Universelle et Théorie des Cieux"



précise à l'époque (M3, M5, M13, M15 et M92) ont tous un âge similaire.

Une alternative pour la formation de la galaxie a été développée par Searle et Zinn (1978, ci-après SZ) selon laquelle la galaxie se serait formée par accréation lente de plusieurs sous-systèmes. Afin de comprendre comment SZ en sont arrivés à cette conclusion, il faut se rappeler quelques découvertes importantes qui ont été faites entretemps. Entre autres, en 1967, Sandage et Wildey notaient que M3, M13 et NGC7006 avaient des abondances en métaux très similaires mais des branches horizontales (BH) très différentes: La BH de M13 est complètement bleue comparativement à la bande d'instabilité des étoiles variables RR Lyrae, celle de NGC7006 est complètement rouge, alors que la BH de M3 exhibe des étoiles de chaque côté de la bande d'instabilité. Ils savaient déjà grâce aux travaux théoriques de Faulkner (1966) et Faulkner & Iben (1966), que pour un âge donné, la morphologie de la BH dépendait principalement de la métallicité, les amas riches ayant des BH rouges et *vice versa*. Ils ont dû alors postuler l'existence d'un "second paramètre" affectant la morphologie de la BH. C'est ce second paramètre que SZ cherchaient à identifier. En examinant la relation entre le rapport  $[Fe/H]$  et le type de BH pour différents domaines de distance galactocentrique, ils notèrent que les amas du halo interne ( $R_{GC} < 8\text{kpc}$ ) ne semblent pas affectés par le second paramètre, alors que ceux du halo extérieur le sont. Ils argumentèrent alors que seul l'âge semble être un candidat naturel comme second paramètre pour varier ainsi avec la distance galactocentrique, ce qui impliquerait une variation d'âge importante pour les amas globulaires au-delà de 8 kpc. Ceci suggère plutôt un modèle où l'intérieur de la galaxie se forme rapidement, mais les régions externes s'agglomèrent de manière chaotique à partir de fragments de matière ayant des orbites elliptiques et entrant parfois en collision pour perdre leur moment angulaire, ce processus pouvant s'étendre sur plusieurs milliards d'années.

Ainsi, avec une mesure précise des différences d'âge d'AG, il est possible de trancher entre les deux scénarios de formation de galaxies mentionnés plus

haut. En effet, dans le cadre du modèle ELS, tous les AG devraient s'être formés à la même époque, mises à part peut être une poignée d'exceptions venant de l'accrétion tardive de galaxies satellites naines, et la dispersion d'âge de l'ensemble de la population d'AG galactiques devrait être de l'ordre de un milliard d'années ou moins. Dans le contexte de SZ, on s'attend plutôt à trouver des différences d'âge importantes (plusieurs milliard d'années) correspondant au temps caractéristique d'accrétion des différents fragments primordiaux qui se sont assemblés pour constituer notre Galaxie. Il serait également prévisible dans ce cas d'observer un gradient d'âge selon le rayon galactocentrique, les plus jeunes AG se trouvant préférentiellement dans les régions externes.

Les méthodes traditionnelles pour mesurer l'âge utilisent principalement la luminosité du point d'inflexion (PI) de la série principale comme indicateur d'âge et atteignent une précision d'environ 20%, bien que l'âge absolu des AG soit encore matière à controverse étant donné la polémique sur l'âge de l'Univers (Voyez par exemple Vandenberg et al. (1996) et les références qui y sont citées). Cependant, il est possible de déterminer de manière bien plus précise les *différences d'âges* entre les AG, puisqu'une approche différentielle permet d'éliminer les erreurs systématiques auxquelles les modèles évolutifs sont sujets, et de contourner certaines difficultés observationnelles cruciales telles la détermination de la distance et du rougissement interstellaire.

Dans l'état actuel de nos connaissances, on sait qu'il existe une différence d'âge significative pour quelques AG. Par exemple: NGC 362, Pal 12, Ruprecht 106, Terzan 7, Arp 2, IC4499 (Buonanno et al. 1990, 1993, 1994, 1995; Kubiak 1991; Da Costa 1992; Ferraro et al. 1995) sont sans équivoque plus jeunes que la majorité. Cependant, on est en droit de se demander si ces amas sont représentatifs d'une dispersion d'âge qui caractérise l'ensemble de la population ou s'ils ne sont que quelques exceptions. En effet, la contraction rapide du nuage protogalactique n'est pas incompatible avec l'accrétion subséquente de galaxies

naines qui aurait mené à la formation d'une poignée d'AG plus jeunes. Il semble donc que la seule manière de trancher la question à savoir lequel des deux processus de formation fut dominant serait de faire un relevé plus exhaustif de la dispersion d'âge à travers l'ensemble de la population d'AG.

Dans ce mémoire, on présente les observations de huit amas globulaires de l'hémisphère nord obtenues à partir d'un même système instrumental. Les données sont réduites et analysées selon la même méthode. Les amas sont regroupés en trois catégories selon leur abondance en métaux, soit les amas de métallicité faible ( $[Fe/H] \sim -2.2$ ), intermédiaire ( $[Fe/H] \sim -1.5$ ) et riche ( $[Fe/H] \sim -0.8$ ). Les différences de couleur entre le point d'inflexion de la série principale et la branche des géantes rouges ( $\Delta(v-i)_{PI}^{BGR}$ ) sont mesurées à partir des diagrammes couleur-magnitude, et les variations à l'intérieur de chaque classe de métallicité sont interprétées en termes de différences d'âge par référence aux isochrones théoriques de VandenBerg (1996).

# CHAPITRE 1

## Théorie

### 1.1 L'évolution stellaire et le diagramme Hertzsprung-Russell

On doit à E. Hertzsprung (1873-1967) et H. N. Russell (1877-1957) d'avoir constaté indépendamment la corrélation entre la luminosité et la température effective des étoiles proches et d'avoir interprété cette corrélation en termes d'évolution stellaire. Bien que leurs conclusions initiales aient été revues depuis, le diagramme luminosité *vs* température effective (rebaptisé en leur honneur diagramme *Hertzsprung-Russell* (HR) ) reste un outil primordial pour étudier l'évolution stellaire.

Au cours de sa vie, une étoile subit plusieurs transformations qui modifient sa structure interne. Ceci se traduit par des variations de sa luminosité et de la température de ses couches externes qui amènent l'étoile à se déplacer dans le diagramme HR. C'est donc dire que comprendre le positionnement des étoiles dans le diagramme HR est essentiel pour comprendre leur évolution. Nous allons maintenant résumer brièvement les différentes étapes importantes de la vie d'une étoile de masse inférieure à cinq  $M_{\odot}$ .

La première étape importante de la vie d'une étoile, celle qui suit la période de contraction et l'ignition des réactions thermonucléaires, s'appelle la phase de série principale. La source d'énergie de l'étoile provient alors de la conversion d'hydrogène en hélium dans le coeur. C'est l'étape la plus longue de la vie d'une étoile. Durant cette phase, la position sur le diagramme HR dépend principalement

de sa masse. Les étoiles les plus massives sont celles qui nécessitent la plus grande production d'énergie pour contrer l'effondrement gravitationnel dû à leur propre poids. Ce sont donc elles qui ont la plus grande luminosité et les couches externes les plus chaudes.

Lorsqu'une étoile a transformé environ 10% de sa masse d'hydrogène en un coeur inerte d'hélium, les réactions nucléaires cessent et le centre de l'étoile se contracte jusqu'à ce que les conditions de température et de densité soient suffisamment élevées pour permettre le brûlage d'hydrogène dans une couche entourant le coeur d'hélium. L'énergie libérée dans ce nouvel arrangement est supérieur à ce qu'elle était lors de la combustion d'hydrogène dans le coeur. L'énergie supplémentaire libérée ne se rend cependant pas toute jusqu'à la surface, mais sert plutôt à l'expansion des couches externes de l'étoile. Ces couches externes dilatées subissent alors une baisse de température, si bien que l'étoile quitte la séquence principale et entreprend un déplacement presque horizontal vers la droite du diagramme H-R. Cette étape se nomme la phase de sous-géante.

Lorsque la masse du coeur d'hélium inerte devient trop grande et ne peut plus supporter le poids des couches supérieures, le coeur d'hélium devient dégénéré. À ce moment-là, l'épaisseur de la couche entourant le coeur où l'hydrogène se transforme en hélium se rapetisse, et le brûlage augmente en intensité. Ceci amène une augmentation importante de la luminosité de l'étoile qui devient alors une géante rouge. La quantité d'énergie est telle que le transfert radiatif n'est plus suffisant pour évacuer l'énergie produite dans les régions internes. Les couches externes deviennent donc convectives et se dilatent, ce qui amène une baisse de la température effective.

L'étoile continue de monter la branche des géantes jusqu'à ce que la température atteigne  $10^8$  K au centre de l'étoile. Les conditions à l'intérieur du noyau permettent alors la combustion de l'hélium en carbone par le processus triple- $\alpha$ . L'ignition se produisant dans des conditions dégénérées, ce nouvel apport

d'énergie soudain amène une hausse de température, mais sans l'augmentation de pression qui amènerait l'expansion du noyau et la baisse de production du cycle triple- $\alpha$ , car la pression de dégénérescence ne dépend pas de la température. Ainsi, la production d'énergie par le cycle triple- $\alpha$  s'emporte de manière incontrôlée, jusqu'à ce que la hausse de température soit suffisamment grande pour lever la dégénérescence. Cette épisode de la vie d'une étoile se nomme le flash de l'hélium et ne dure que quelques secondes. La majeure partie de l'énergie produite durant le flash de l'hélium ne se rend pas jusqu'à la surface mais est plutôt absorbée par les couches extérieures, ce qui cause probablement la perte d'une partie de la masse de l'étoile sous forme de vent stellaire. La quantité de masse ainsi perdue par l'étoile est encore une donnée mal connue.

Une fois la dégénérescence du coeur levée, l'étoile possède deux sources d'énergie soit la combustion d'hélium en carbone au centre, et la combustion d'hydrogène en hélium dans une couche entourant le noyau. Malgré cette nouvelle source d'énergie, le brûlage d'hydrogène a tellement diminué d'intensité que la luminosité de l'étoile diminue, et elle redecend dans le diagramme HR pour aller se positionner sur la branche horizontale. La branche horizontale est un peu comme une seconde série principale où l'étoile brûle de l'hélium dans son noyau plutôt que de l'hydrogène. On sait que le positionnement exact d'une étoile le long de la branche horizontale peut dépendre de la masse initiale, de la composition chimique, ainsi que de la quantité de masse perdue lors du flash d'hélium. Toutefois, l'importance relative de chacun de ces paramètres est encore débattue, d'où le fameux problème du "second paramètre".

Au cours de leur passage sur la branche horizontale, les étoiles développent des instabilités dans leurs couches externes qui amènent des variations périodiques dans leur luminosité, température, rayon et vitesse radiale de surface. C'est ce qu'on appelle les étoiles variables RR Lyrae.

Lorsque la majeure partie du noyau de l'hélium est consommée, un noyau

de carbone et d'oxygène inerte se forme. Les réactions nucléaires se poursuivent alors dans deux coquilles, l'une étant le site de la combustion de l'hélium, la seconde de l'hydrogène. La contraction du coeur inerte amène encore une fois une augmentation de la luminosité de l'étoile qui remonte alors la branche des géantes asymptotiques pour devenir une supergéante rouge.

Les observations d'étoiles de la branche asymptotique et de supergéantes révèlent que celles-ci subissent d'importantes pertes de masses. Les mécanismes qui causent cette perte de masse sont encore mal compris. Certains astronomes ont proposé que la perte de masse est associée à des flashes dans la couche d'hélium, alors que d'autres croient que celle-ci résulte de la grande luminosité et de la faible gravité de surface de ces étoiles. Quelqu'en soit la cause, on peut facilement postuler que la perte de masse s'accélénera au cours de l'évolution de la supergéante, puisque la luminosité et le rayon de l'étoile augmentent constamment alors que la masse décroît progressivement causant ainsi une diminution de la gravité de surface.

Cette importante perte de masse amène l'étoile à éjecter littéralement ses couches externes et pour devenir une nébuleuse planétaire. Le noyau central est alors constitué de matière dégénérée qui se refroidira graduellement pour constituer une naine blanche. À cause de leur très petit rayon et de leurs grande température effective, on retrouve les naines blanches sous la série principale dans le diagramme HR.

## 1.2 Les amas globulaires

Les amas globulaires constituent un excellent laboratoire pour l'étude et l'application de l'évolution stellaire. On croit qu'un amas globulaire se forme lors de la contraction d'un nuage moléculaire gigantesque de  $10^5$  à  $10^6 M_{\odot}$ . La fragmentation du nuage mène à la formation simultanée d'étoiles qui partagent

la même composition chimique.

L'étude des spectres des étoiles d'amas globulaires révèle qu'elles peuvent être de très faible métallicité, n'ayant souvent que quelques pourcents des abondances solaires. Ces abondances sont typiques des étoiles de population II, et est une évidence que les AG sont de vieux objets. Les mesures d'âge plus précises à l'aide de méthodes telles que décrites à la section 1.3 révèlent un âge moyen de 10 à 15 milliards d'années, ce qui en fait les plus vieux objets de l'univers identifiables. C'est pourquoi on croit que les AG se sont formés aux tout premiers temps de notre galaxie. Ils peuvent ainsi nous livrer des indices importants sur les processus de formation galactique.

Pour construire le diagramme HR d'un AG, il faut pour chaque étoile une mesure de la luminosité et de la température effective. Puisque la distance entre les étoiles elles-mêmes est beaucoup plus petite que la distance à la terre, on peut considérer que toutes les étoiles de l'amas sont à la même distance de la terre. Ainsi, en mesurant leur flux on obtient leur luminosité à une constante multiplicative près. Pour mesurer leur température effective, il est suffisant de connaître leur indice de couleur venant de la différence de flux dans deux bandes passantes différentes. Plus les filtres utilisés couvrent des intervalles de longueur d'onde qui sont éloignés, plus la sensibilité aux différences de température est grande. Par exemple, l'indice de couleur BI sera 2.5 fois plus précis que BV. Ainsi on appelle plus communément le penchant observationnel d'un diagramme HR: diagramme couleur-magnitude (DCM).

### 1.3 Différentes méthodes pour mesurer l'âge des AG

On peut utiliser les connaissances que nous avons de l'évolution stellaire pour déterminer l'âge des amas d'étoiles à partir de leur DCM observationnel. À cause de la relation entre le temps de vie d'une étoile sur la série principale et sa



masse initiale, un indicateur d'âge certain est la masse (et donc la luminosité) des étoiles qui sont situées au PI, c'est-à-dire des étoiles qui vont quitter la SP sous peu pour entreprendre leur phase de sous-géante. Les âges absolus déterminés de cette façon sont précis à plus ou moins 20% (voir VandenBerg 1996).

Cependant, il est possible de mesurer les âges relatifs des AG de manière beaucoup plus précise, puisque le fait de considérer uniquement les *différences d'âge* atténue les effets de la limitation de nos connaissances théoriques des opacités, de la convection, des relations température-couleur, ainsi que des incertitudes observationnelles reliées à la distance des amas et à leur rougissement.

La première méthode qui a été développée en ce sens consiste à mesurer la différence de luminosité entre la branche horizontale (telle que mesurée sur les étoiles RR Lyrae ou les étoiles non-variables bordant la bande d'instabilité) et le point d'inflexion de la série principale ( $\Delta V_{PI}^{BH}$ ). Cette méthode est jugée fiable du point de vue théorique, puisqu'il est connu de longue date que la luminosité de la BH est une très faible fonction de la masse totale des étoiles (et donc de l'âge), l'effet principal d'une plus grande masse étant de déplacer l'étoile vers le rouge le long de la BH d'âge zéro (Faulkner 1966). On croit également que la masse du coeur d'hélium, qui peut influencer légèrement la luminosité de la BH, n'est qu'une très faible fonction de l'âge. La BH constitue donc un bon point de repère pour mesurer la magnitude du PI. De plus, la luminosité du PI dépend principalement des propriétés et des processus dans le coeur des étoiles, là où la physique est simple et relativement bien comprise. Le principal désavantage de cette méthode est que la luminosité du PI est difficilement mesurable avec précision à cause de la forme même de l'isochrone à cet endroit, la pente y étant par définition verticale.

Par contre, et pour cette même raison, il est beaucoup plus facile de mesurer précisément la *couleur* du PI, ce qui a amené Sarajedini et Demarque (1990) ainsi que VandenBerg *et al.* (1990) (ci-après VBS) à concevoir une autre méthode

de mesure des différences d'âge. Cette méthode repose sur l'auto-similarité des isochrones théoriques différant uniquement par leur âge. En faisant correspondre la couleur du PI et la magnitude d'un point 0.1 mag plus rouge que le PI le long de la branche des sous-géantes comme à la figure 1, les différences d'âges se traduisent par un décalage de la branche des géantes rouges, une plus petite différence de couleur entre le PI et la BGR ( $\Delta(v-i)_{PI}^{BGR}$ ) indiquant un amas plus vieux (fig. 1).

Malheureusement, en contraste avec la méthode  $\Delta V_{PI}^{BH}$ , les différences de couleur dépendent en théorie du rayon des étoiles, et peuvent donc être affectées par la physique des enveloppes qui est moins bien comprise. Par exemple, les opacités et les modèles de convection sont deux domaines dont on n'a encore qu'une connaissance partielle. Si ces phénomènes physiques variaient d'un amas à l'autre de façon différente de celle que notre compréhension actuelle nous laisse présager, alors les différences d'âges déterminées avec la méthode  $\Delta(v-i)_{PI}^{BGR}$  pourraient être erronées. Cependant Stetson, Vandenberg et Bolte (1996) ont montré que, bien que cette méthode ne puisse être utilisée pour déterminer des âges absolus de manière exacte, les incertitudes théoriques ne mettent pas en danger les conclusions tirées sur les âges relatifs d'amas de métallicité similaire, à moins qu'il y ait des variations d'un amas à l'autre dans les mécanismes de convection qui ne dépendent pas de la métallicité, ce qui semble peu probable dans l'état actuel de nos connaissances.

La méthode  $\Delta(v-i)_{PI}^{BGR}$  semble donc promettre des mesures de différences d'âge plus précises que la méthode  $\Delta V_{PI}^{BH}$ , pour autant que l'on se restreigne à comparer des amas de métallicité semblable. C'est cette approche qui est adoptée dans ce mémoire.

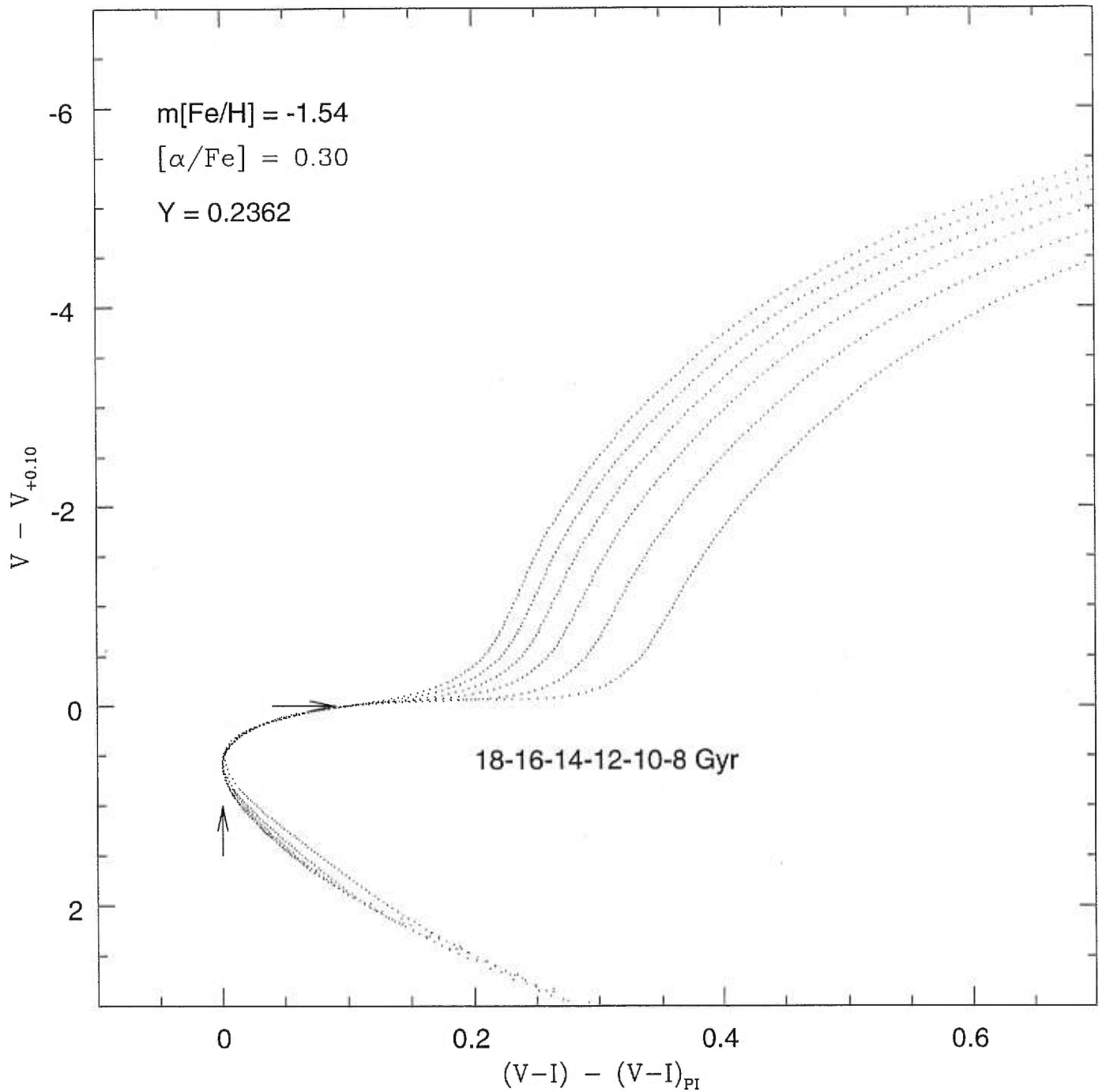


FIGURE 1. Isochrones théoriques (VandenBerg 1997), déplacées de manière arbitraire afin de faire correspondre la couleur de leur PI et la magnitude du point 0.1 mag plus rouge que le PI sur la BSG.

## CHAPITRE 2

### Observations

Les observations furent acquises au télescope de 1,6m de l'observatoire astronomique du Mont-Mégantic au cours de deux missions de nouvelle lune aux mois de juin et juillet 1996. Le réducteur focal Panoramix fut utilisé avec la configuration f/15 du télescope, produisant un rapport focal effectif f/3.9. Grâce au CCD Loral 2K x 2K (0.50"/pixel) et à la lentille de champ de 157 mm, le champ sans silhouettage avait une dimension de 17 x 17 *arcmin*<sup>2</sup> .

Les observations furent prises dans les bandes passantes V ( $\lambda_c=5500\text{\AA}$ ) du système Johnson et I ( $\lambda_c=8530\text{\AA}$ ) du système Cousin afin de mesurer l'indice de couleur avec une précision maximale. La bande B n'a pas été retenue à cause de la baisse de sensibilité du CCD Loral vers les courtes longueurs d'onde.

Les temps de pose totaux ont été déterminés de façon à ce que les étoiles de la séquence principale situées à deux magnitudes sous le point d'inflexion soient détectables avec un rapport signal sur bruit de  $\simeq 3$ . Les temps de pose ainsi déterminés se sont avérés sensiblement les mêmes en V et en I. La qualité des images était légèrement moins bonne dans la bande I car l'optique de Panomarix n'a pas été optimisée pour travailler à ces longueurs d'onde. Le tableau 2 résume les observations des huit amas dont la photométrie est présentée dans ce mémoire.

La figure 2 montre un exemple typique d'image CCD obtenue au cours d'une pose longue pour l'amas M12. On remarque un ombrage important dans les coins de l'image qui est dû au fait que le champ utilisé est si grand qu'il inclut la

presque totalité du faisceau optique du télescope.

Une limitation bien connue des CCD est leur gamme dynamique restreinte. En effet, un pixel ne peut garder qu'une quantité finie de photoélectrons avant que les charges se déversent sur les pixels avoisinants et contaminent d'autres régions de l'image. Ce phénomène de saturation complique la tâche puisqu'il rend erronée la photométrie des étoiles les plus brillantes, et les écoulements de charges affectent la photométrie des étoiles avoisinantes. Cependant, il aurait été beaucoup trop long de limiter les temps de pose pour que même les géantes rouges de l'amas soient en deçà du seuil de saturation, car la lecture du CCD à répétition aurait constitué une énorme perte de temps d'observation. Un compromis fut atteint de la façon suivante. Le temps de pose total requis pour chaque amas fut réparti sur plusieurs poses longues ( $\sim 200$  sec.) sur lesquelles les géantes rouges sont saturées mais ne contaminent pas significativement l'image avec leurs écoulements de charges. Ces poses longues permettent d'aller chercher les étoiles de la série principale. Des poses courtes ( $\sim 20$  sec.), où aucune étoile n'est saturée furent également acquises dans chaque filtre afin d'échantillonner les géantes rouges qui saturent sur les poses longues.

Cette contrariété fut particulièrement contraignante lors de la mission d'observation de juin 96, alors que le seuil de saturation était situé à 20000 ADU (plutôt qu'à 68000 ADU selon les spécifications du fabricant). Suite à quelques ajustements sur les potentiomètres du contrôleur du CCD, ce seuil a pu être amené à 45000 ADU pour la mission de juillet 96.

TABLEAU I. Résumé des observations

NGC	filtre	date	Temps de pose (sec.)	seeing (" d'arc)	ciel
5272 (M3)	V	14/06/96	3 x 500	2.2	photom.
			3 x 50	2.2	photom.
	I	17/07/96	2 x 500	2.3	nuages
		14/06/96	1 x 500	2.4	photom.
			3 x 40	2.4	photom.
			17/07/96	3 x 500	2.5
6205 (M13)	V	15/06/96	7 x 200	2.5	photom.
			1 x 50	2.9	photom.
	I	15/06/96	2 x 500	2.5	photom.
			2 x 200	2.5	photom.
			1 x 40	2.0	photom.
			1 x 40	2.0	photom.
6218 (M12)	V	22/07/96	2 x 300	1.8	photom.
	I	22/07/96	3 x 300	2.0	photom.
6254 (M10)	V	17/06/96	2 x 500	2.5	nuages
			1 x 50	2.5	nuages
	I	17/06/96	2 x 500	2.5	nuages
			1 x 100	2.5	nuages
6341 (M92)	V	15/06/96	5 x 200	2.0	photom.
			1 x 50	2.5	photom.
	I	15/06/96	5 x 200	2.3	photom.
			1 x 40	2.5	photom.
6366	V	17/06/96	3 x 600	2.2	photom.
			3 x 100	2.2	photom.
	I	17/06/96	4 x 600	2.2	photom.
			1 x 100	2.2	photom.

TABLEAU II. Résumé des observations (suite)

NGC	filtre	date	Temps de pose (sec.)	seeing (" d'arc)	ciel
6838 (M71)	V	16/06/96	2 x 300	1.7	aube
			1 x 20	1.7	aube
	I	16/06/96	2 x 300	1.8	aube
			1 x 20	1.8	aube
7078 (M15)	V	17/07/96	1 x 100	2.1	nuages
			1 x 432	2.6	nuages
		21/07/96	1 x 100	1.5	photom.
			5 x 1000	1.6	photom.
	I	21/07/96	2 x 1000	2.1	nuages + aube
			1 x 541	2.4	nuages + aube
			1 x 500	2.5	aube
		22/07/96	1 x 261	2.0	nuages
			1 x 468	2.0	nuages
			1 x 441	1.7	nuages
			1 x 897	1.9	nuages
			1 x 426	1.9	nuages
			1 x 1000	1.7	nuages

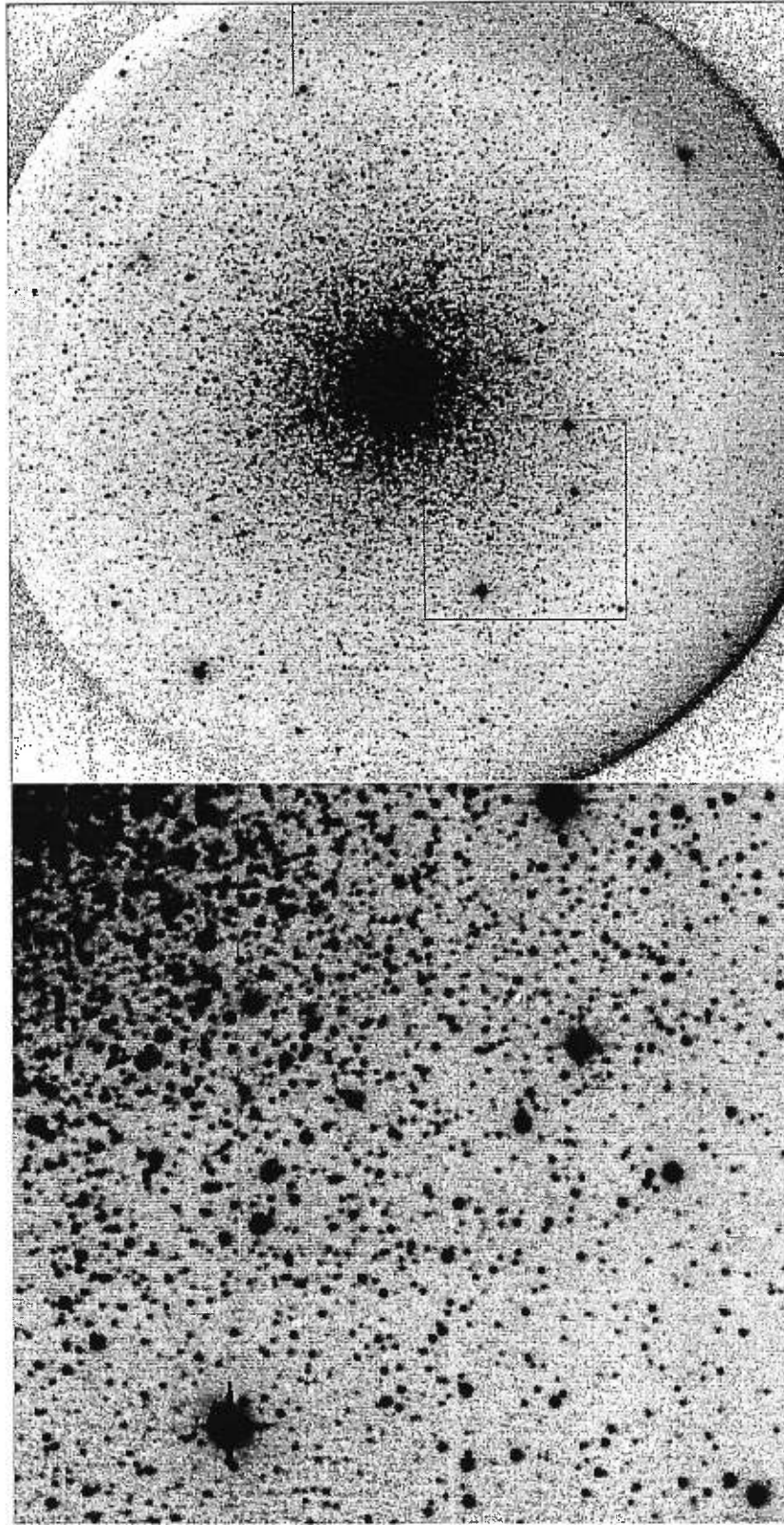


FIGURE 2. Image CCD de M12; pose de 300 sec dans la bande V. a) image totale  
b) agrandissement de la région encadrée.



## CHAPITRE 3

### Traitement des données

#### 3.1 Aperçu du traitement des données

Obtenir le DCM d'un amas globulaire à partir des images obtenues au télescope est loin d'être une procédure triviale. On n'a qu'à jeter un coup d'oeil à la figure 2 pour comprendre l'ampleur de cette tâche. Il s'agit de mesurer précisément et de façon cohérente la magnitude et la couleur de quelques  $10^4$  étoiles désespérément enchevêtrées, tout en évitant les nombreuses embûches dues aux mauvais pixels et aux problèmes de saturation.

Plusieurs programmes ont été développés pour mesurer la photométrie dans des champs surpeuplés tels que ceux des amas globulaires. Ces logiciels s'inspirent généralement tous de la technique d'ajustement de profils multiples. Celle-ci consiste dans un premier temps à modéliser la distribution de lumière de sources ponctuelles sur l'image analysée par une fonction d'étalement (FE). Puis, il s'agit d'ajuster la position et l'intensité d'autant de FE qu'il y a d'étoiles sur l'image, en faisant également varier un ou plusieurs paramètres modélisant la distribution locale de la lumière diffuse du ciel, jusqu'à ce qu'un bon "fit" soit atteint.

Les logiciels utilisés pour la présente étude ont été développés par Peter B. Stetson. DAOPHOT-II et ALLSTAR (Stetson 1987) ont été utilisés pour modéliser les fonctions d'étalement ainsi que pour les opérations préliminaires à la photométrie telles que la détection automatisée des étoiles. Le programme ALLFRAME (Stetson 1994) fut mis à profit pour performer la photométrie finale,

alors que DAOMATCH et DAOMASTER (Stetson 1993) ont servi à combiner la photométrie des différentes images d'un même amas. Une description complète de ces logiciels peut être trouvée dans les références susmentionnées. On s'attardera ici seulement à décrire brièvement ALLFRAME, afin d'expliquer en quoi il constitue un niveau de sophistication supérieur par rapport à ALLSTAR.

Si ALLSTAR approche la meilleure photométrie possible que l'on puisse obtenir en utilisant l'information disponible sur une seule image, ALLFRAME veut quant à lui utiliser à son mieux l'information répartie sur plusieurs images. Pour comprendre les avantages de ALLFRAME, il faut d'abord réaliser les nombreux inconvénients auxquels doit faire face la méthode traditionnelle de réduction d'images multiples d'un même champ, qui consiste à réduire chaque image indépendamment pour combiner la photométrie des poses individuelles par la suite.

Premièrement, le fait d'utiliser des listes d'étoiles indépendantes peut engendrer de graves erreurs au moment de combiner les différents fichiers de photométrie, par exemple lorsqu'une augmentation d'intensité locale a été résolue en deux étoiles sur une image à haut rapport signal sur bruit, et considérée comme une seule étoile sur une image ayant un plus faible rapport signal sur bruit.

Un deuxième problème est que pour qu'une étoile soit incluse dans la liste de réduction, elle doit être représentée par une détection statistiquement significative dans toutes les images où elle est mesurée. Une détection est typiquement considérée significative à plus de  $3\sigma$  du niveau du ciel. Si une étoile se situe très près du seuil de détection, elle peut se retrouver à  $3.1\sigma$  du ciel dans une pose et à  $2.9\sigma$  sur une autre. Ceci aura pour résultat que la magnitude sera mesurée uniquement sur une image et toute l'information disponible sur la seconde sera perdue. Ainsi, la magnitude de l'étoile sera déterminée seulement à partir de la moitié des données disponibles, la moitié où l'étoile risque d'être surestimée. Ainsi, pour les objets faibles, il y aura un biais systématique à donner un poids trop grand aux détections qui sont accidentellement surélevées, et à rejeter celles

qui sont plus faibles.

Une troisième limitation du regroupement des données photométriques *ex post facto* vient du fait que la position de chaque étoile est redéterminée indépendamment dans chaque image où elle apparaît. Examinons un cas typique où le rayon de coeur du profil stellaire est de deux pixels. L'information statistiquement importante est alors distribuée sur environ 12 pixels. À partir de ces 12 mesures, on veut déterminer trois quantités: la position  $(x,y)$  de l'étoile ainsi que sa magnitude. Si l'on analyse indépendamment une autre pose de la même étoile, on dispose alors de 12 points supplémentaires, mais qui servent à déterminer trois autres inconnues (la position et la magnitude sur la deuxième image). Si l'on peut trouver un moyen de déterminer la position de manière consistante sur les deux images, alors on pourrait utiliser les 24 mesures indépendantes pour trouver seulement quatre inconnues: la position *moyenne* en  $(x,y)$ , ainsi que la magnitude sur chacune des poses.

On peut penser que le fait de passer de 18 à 20 degrés de liberté n'est pas vraiment un gain significatif. Cependant dans les images surpeuplées, plusieurs étoiles peuvent s'entasser sur une étendue d'une douzaine de pixels, ce qui implique qu'à partir de la même quantité d'information, on doit trouver plusieurs autres inconnues. C'est alors que le gain de degrés de liberté fait en ne cherchant qu'une seule paire de coordonnées  $(x,y)$  par étoile devient important.

C'est ainsi que ALLFRAME permet d'obtenir une photométrie précise et fiable pour des étoiles plus faibles et situées dans des régions plus peuplées. En réduisant *simultanément* toutes les images, on arrive à créer une liste de positions cohérente et commune à toutes les poses. Avec cette approche, la décision de garder ou de rejeter une détection marginale peut-être accomplie à partir de l'information contenue sur toutes les images, et les conséquences de cette décision se propagera immédiatement sur toutes les images. Ainsi, une tache de lumière identifiée comme une étoile double dans une image sera automatiquement analysée

comme une étoile double dans toutes les poses.

De plus, il n'est plus nécessaire qu'une détection soit statistiquement significative dans toutes les images pour que l'information de toutes les images soit utilisée. Si une fluctuation statistique fait passer une étoile au-dessus du seuil de détection de  $3\sigma$  sur une pose, le programme ALLFRAME ira déterminer la magnitude de cet objet à la position correspondante sur les autres images, ce qui permettra de lever le biais des mesures erratiquement élevées pour les objets faibles.

On ne doit pas dénier non plus l'avantage d'avoir un logiciel comme ALLFRAME qui fait par lui-même la photométrie sur toutes les images d'un champ de manière automatisée. Ceci se fait bien sûr au détriment des ressources informatiques demandées qui sont énormes en tant que mémoire vive, espace disque et temps d'exécution. Malgré que la lourdeur du processus puisse être limitative, il reste néanmoins que toutes les considérations énoncées plus haut font de ALLFRAME un logiciel qui mérite d'être utilisé pour la réduction de champs fortement surpeuplés.

L'utilisation du programme ALLFRAME en tant que tel n'est cependant qu'une des opérations nécessaires à la construction des DCM. La méthode complète de réduction que l'on va maintenant présenter est inspirée des manuels d'utilisation suivant accompagnant les programmes de P.B. Stetson: "User's Manual for DAOPHOT-II" et "Cooking with ALLFRAME: Photometry and the  $H_0$  Key Project". Cependant, ces manuels n'ayant pas été composés pour notre projet en particulier, certaines modifications mineures ont dû être faites à la procédure "standard", principalement dans le but de diminuer le temps nécessaire à la réduction des données.

La première étape consiste à calibrer l'échelle d'intensité des pixels sur l'ensemble du détecteur, et est décrite à la section 3.2. L'étape suivante consiste

à déterminer la FE de chacune des images. C'est une étape critique car la qualité de la FE limitée est une condition essentielle pour obtenir une photométrie précise. La procédure itérative menant à la modélisation de la FE est décrite à la section 3.3. La section 3.4 explique comment on détermine la liste d'étoiles de départ ainsi que les transformations géométriques reliant les systèmes de coordonnées de chaque image, qui sont nécessaires pour lancer ALLFRAME. Toutes les opérations qui suivent l'exécution de ALLFRAME telles que la détermination de l'indice de couleur, la sélection des étoiles composant chaque DCM, sont décrites à la section 3.5.

### 3.2 Prétraitement des images

Les images CCD requièrent une calibration minutieuse avant que des données scientifiquement valables puissent en être tirées. Ces calibrations visent principalement à enlever les variations des caractéristiques du CCD à travers sa surface.

La première de ces calibrations consiste à corriger les variations du point zéro d'intensité. Au début de chaque nuit d'observation, quatre lectures du CCD furent faites sans ouvrir l'obturateur, puis combinées en une image médiane à l'aide de la tâche IRAF **imcombine**, afin de déterminer le zéro d'intensité de chaque pixel ("bias"). La raison pour laquelle une médiane fut utilisée plutôt qu'une moyenne est pour éviter la contamination du "zéro" par des rayons cosmiques sur l'une ou l'autre des lectures. Ce "zéro" fut soustrait de toutes les images astronomiques.

Ensuite, il faut corriger les variations de sensibilité qui peuvent se manifester de façon globale à travers le CCD ou encore de pixel à pixel. Il suffit d'exposer le CCD à une plage uniforme ("flat"), et de diviser chaque image astronomique par cette plage afin de restaurer une échelle d'intensité constante sur l'ensemble du CCD.

Les plages uniformes furent acquises en pointant le CCD vers un écran blanc suspendu au dôme de l'observatoire et éclairé par des lampes accrochées au télescope. Dans chacune des bandes passantes, quatre plages furent encore une fois combinées en une image médiane pour obtenir la plage utilisée pour calibrer les images astronomiques.

Suite à une telle calibration, on dispose d'images où l'intensité est directement proportionnelle au temps d'observation et au flux émis par chaque objet.

### 3.3 Détermination de la fonction d'étalement

Dans le cas du télescope spatial Hubble, pour lequel les erreurs de guidage sont si petites qu'elles ont un effet négligeable, la FE peut être connue a priori à partir des propriétés de l'optique du télescope. Ce n'est malheureusement pas le cas pour les observations au sol, puisque les conditions de l'atmosphère et du guidage varient d'une nuit à l'autre. Une FE appropriée doit alors être construite pour chaque image individuelle.

On peut facilement imaginer deux approches pour déterminer la FE. La première est analytique, c'est-à-dire que l'on utilise une fonction mathématique pour décrire l'intensité selon la distance au centre de l'étoile; les paramètres de ladite fonction étant ensuite ajustés pour donner la meilleure représentation possible du profil stellaire observé. La seconde approche est empirique, c'est-à-dire que l'on construit une grille d'interpolation à partir du profil des étoiles les plus brillantes pour estimer l'intensité à des positions fractionnaires de pixels. Cette grille d'interpolation est ensuite ajustée pour reproduire les données observées de chaque étoile individuelle.

Le logiciel DAOPHOT-II utilise un modèle de FE voulant exploiter les meilleurs aspects de ces deux méthodes. La routine **PSF** ( de l'anglais "point

spread function”) ajuste d’abord une fonction analytique aux régions centrales du profil stellaire. Les déviations entre la fonction analytique et les données actuelles sont sauvées dans un tableau, et une grille d’interpolation cubique est construite pour modéliser les aspects du profil stellaire qui ne sont pas bien reproduits par la fonction analytique.

Il est possible que la FE ne soit pas tout à fait constante à travers l’image. PSF modélise ces variations spatiales en permettant à la table de résidus de varier linéairement (ordre un) ou encore quadratiquement (ordre deux) selon la position. On parle alors d’une PSF d’ordre un ou d’ordre. Dans notre cas, une inspection visuelle des images démontre qu’il y a effectivement une variation du profil stellaire particulièrement frappante lorsqu’on se déplace du centre à la périphérie. Ces distorsions sont probablement dues à des aberrations optiques, qui deviennent plus importantes lorsqu’on s’éloigne de l’axe optique. Pour cette raison, on a opté pour une FE d’ordre deux, soit le plus haut niveau de variabilité offert par PSF.

Fabriquer une bonne FE dans un champ très peuplé peut être problématique si l’on ne peut pas discerner suffisamment d’étoiles brillantes n’ayant pas de compagnons proches, comme dans le cas présent. Le flux provenant des ailes du profil des compagnons vient alors contaminer le profil des étoiles candidates sur lesquelles on veut déterminer la FE. Pour s’en sortir, on doit d’abord détecter toutes les étoiles du champ et obtenir une première approximation de leur magnitude par photométrie d’ouverture. Ensuite, on applique le processus itératif suivant:

1. Détecter toutes les étoiles du champ avec FIND.
2. Faire la photométrie d’ouverture avec PHOT.
3. Sélectionner une cinquantaine d’étoiles candidates pour la FE avec PICK.
4. Obtenir une FE avec la tâche PSF.

5. Déterminer de façon plus précise la magnitude des étoiles candidates ainsi que de leurs compagnons en utilisant la FE nouvellement créée et la routine ALLSTAR.
6. Soustraire les compagnons des étoiles candidates avec SUBSTAR.
7. Répéter les étapes 4 à 7 en augmentant l'ordre de variabilité de la FE à chaque itération, jusqu'à ce que les compagnons se soustraient proprement.

Dans les sous-sections suivantes, on décrit ces étapes de façon plus détaillée. Généralement quatre itérations étaient nécessaires pour obtenir chaque FE.

### 3.3.1 Détection des étoiles

La tâche FIND de DAOPHOT-II détecte la présence des étoiles en faisant la convolution un profil gaussien circulaire tronqué avec l'image. Le  $\sigma$  du profil gaussien est spécifié par l'utilisateur et doit être égal à la pleine largeur demi-hauteur (PLDH) du profil stellaire tel que mesuré à l'aide la tâche IRAF "imexamine". Le rapport signal sur bruit (S/B) de chaque détection est calculé à partir du bruit de lecture et du gain électronique, et seules les détections ayant un S/B plus grand que le seuil spécifié par l'utilisateur sont retenues.

Afin de rejeter les fausses détections, la tâche FIND calcule également deux autres paramètres: SHARP et ROUND. Le paramètre SHARP est une mesure de l'étroitesse de l'objet détecté. Il est ainsi possible de rejeter les évènements dus à des rayons cosmiques ou à des pixels défectueux qui sont beaucoup plus étroits (ce qui implique une valeur de SHARP  $\gtrsim 1$ ) que les profils stellaires élargis par le seeing. Les faibles galaxies sont quant à elles généralement plus étendues et ont une valeur de SHARP très basse. Les profils stellaires devraient avoir des valeurs de SHARP comprises entre environ 0.2 et 1.0, et c'est pourquoi on se restreint à ces valeurs. Le second critère, ROUND, mesure la symétrie circulaire



du profil. Encore une fois, les galaxies ou les défauts de l'image risquent d'être plus allongés dans une direction que dans l'autre. La restriction à des valeurs de ROUND entre -1 et 1 augmente encore la robustesse des détections face à des objets non-stellaires.

Etant donné que les images analysées ont un silhouettage important en périphérie de l'image, les détections à plus de 950 pixels du centre de l'image furent rejetées.

### 3.3.2 Photométrie d'ouverture

Comme première approximation de la magnitude, il faut faire la photométrie d'ouverture à l'aide de la tâche **PHOT** de DAOPHOT-II. Il s'agit d'intégrer le flux compris dans un rayon d'ouverture spécifié autour de l'étoile, et d'en soustraire la composante due au ciel. Le niveau du ciel est estimé en prenant le mode dans un anneau entourant l'étoile et assez loin de celle-ci pour qu'il n'y ait plus de flux provenant de l'étoile elle-même. Ici, cette méthode est sujette à d'importantes erreurs systématiques puisque les étoiles peuvent se chevaucher. Cependant, pour les étoiles les plus brillantes et les plus isolées de l'image qui serviront à la construction de la FE, la magnitude mesurée par photométrie d'ouverture constitue une bonne première approximation. Le rayon d'ouverture adopté fut égal à la PLDH sur l'image en question ( $\simeq 4 - 5$  pixels). L'anneau du ciel était compris entre 15 et 20 pixels du centre de l'étoile.

### 3.3.3 Sélection des étoiles candidates

Pour déterminer la FE, on veut avoir plusieurs étoiles brillantes, les plus isolées possible et réparties uniformément sur l'ensemble de l'image. On obtient ainsi un grand rapport signal sur bruit et un échantillonnage spatial complet du profil stellaire à travers le CCD.

Une centaine d'étoiles candidates pour la FE étaient d'abord sélectionnées par la tâche *PICK*. Cette procédure choisit parmi les étoiles les plus brillantes les candidates qui ne sont pas des binaires apparentes, c'est-à-dire celles qui n'ont pas de compagnons dans un rayon d'une pleine largeur demi-hauteur autour d'elles. Les candidates se trouvant dans une région très peuplée de l'image (*i.e* à moins d'environ 300 pixels du centre de l'amas) étaient rejetées de prime abord. Ceci avait pour but d'éliminer les candidates ayant un nombre démesuré de compagnons (plusieurs centaines) qui auraient décuplé le temps d'exécution des programmes.

Les candidates étaient également inspectées une à une afin de s'assurer qu'elles n'étaient pas saturées, qu'elles n'étaient pas à proximité de mauvais pixels ni de faibles compagnons non détectés par *FIND*. Toutes les candidates jugées douteuses furent rejetées. La liste finale de candidates devait comporter au moins 20 étoiles réparties uniformément sur l'image, et pas plus de 30 pour garder le temps d'exécution raisonnable.

### 3.3.4 PSF

La fonction analytique utilisée pour modéliser la fonction d'étalement fut la fonction "Penny", qui est en fait la somme d'une fonction de Gauss elliptique et d'une fonction de Lorentz. La fonction de Gauss est supposée représenter adéquatement le coeur du profil, alors que les ailes sont reproduites par la fonction de Lorentz. Il y a en tout quatre paramètres libres: le petit axe et le grand axe de l'ellipse, la fraction d'amplitude de la fonction de Gauss au centre ainsi que l'angle de position de l'axe principal.

Lors de la première itération, la FE doit être d'ordre zéro afin de s'assurer que le programme ne méprenne pas les résidus dus à la présence de compagnons pour des variations spatiales de la FE. Ensuite, au fur et à mesure que la FE s'améliore

et que la photométrie des compagnons se précise, ceux-ci sont de mieux en mieux soustraits et il est alors possible d'augmenter l'ordre de la FE à chaque itération.

Si la tâche **PSF** s'aperçoit qu'une candidate dévie beaucoup plus fortement que les autres du "fit", elle avertit l'utilisateur qui a alors tout le loisir d'inspecter attentivement cette étoile pour voir s'il désire toujours l'inclure dans sa liste de candidates.

### 3.3.5 ALLSTAR et SUBSTAR

Une fois que l'on a une FE, il est possible d'obtenir une photométrie plus précise des étoiles candidates et de leurs compagnons à l'aide de la tâche ALLSTAR. Comme son nom l'indique, ALLSTAR permet de faire la photométrie de toutes les étoiles de la liste d'entrée en même temps. À chaque itération, ALLSTAR ajuste une FE sur chaque étoile, puis soustrait toutes les étoiles sur une copie de travail de l'image réduite à partir des meilleurs estimés de leur position et de leur brillance et de la FE. Il calcule alors les changements en magnitude et en position en examinant les résidus de la soustraction. Lorsque les changements de position et de magnitude sont devenus négligeables, le résultat est sauvegardé et cette étoile est soustraite de manière permanente de la copie de travail. Ainsi, à chaque itération le nombre d'étoiles à manipuler diminue jusqu'à ce que toutes les étoiles aient convergé. À cette étape de la réduction, on utilise ALLSTAR uniquement sur les candidates et leurs compagnons.

Ensuite, on obtient grâce à la routine SUBSTAR une image de l'amas avec les compagnons soustraits. On peut à partir de cette image obtenir une meilleure FE puisque le flux des compagnons ne viendra plus affecter les étoiles candidates. Les résidus de la soustraction donnent une impression qualitative de la qualité de la photométrie. Idéalement, l'image après soustraction ne devrait laisser aucune trace des étoiles enlevées. Cependant, il n'a pas été possible d'atteindre un tel

raffinement à cause des variations de la FE qui ne pouvaient être modélisées adéquatement par une fonction du second ordre.

### 3.4 Photométrie finale

L'utilisation du logiciel ALLFRAME peut être divisée en trois étapes. Premièrement une image médiane doit être créée à partir de toutes les images d'un même champ. Cette image médiane ne sert qu'à créer la liste d'étoiles de départ, ce qui constitue la deuxième étape. Finalement, avec cette liste et les fonctions d'étalement individuelles pour chaque image, il est alors possible d'utiliser ALLFRAME pour faire la photométrie. Dans les sous-sections suivantes, on décrit ces étapes avec plus de détails.

Il est généralement recommandé de prendre la photométrie finale de ALLFRAME et de soustraire ces étoiles de chaque image de départ. Une nouvelle image devrait alors être créée à partir de ces images soustraites afin de révéler les étoiles qui n'ont pas été détectées lors de la première itération. Ces nouvelles détections doivent alors être ajoutées à la liste de départ, et ALLFRAME lancé à nouveau. Ceci a pour but non seulement d'augmenter le nombre d'étoiles dont on mesure la photométrie, mais surtout de modéliser ces objets afin qu'ils n'affectent pas la photométrie des autres étoiles proches. Une telle approche aurait ici requis trop de temps d'exécution, et on s'est donc limité à une seule itération, bien que ceci résulte sûrement en une photométrie légèrement moins précise.

#### 3.4.1 Création de l'image médiane

Pour créer une image médiane de toutes les images d'un même champ, il n'est généralement pas suffisant de combiner les images à l'aide d'une tâche simple comme imcombine de IRAF par exemple. En effet, lorsque plusieurs images d'un

même champ sont acquises au cours de nuits différentes, où dans des conditions où le “seeing” variait, les étoiles ne tombent pas exactement sur les mêmes pixels dans chacune des poses. Il faut alors déterminer les transformations géométriques reliant les systèmes de coordonnées des différentes poses, pour combiner l’information qu’elles contiennent.

Dans un premier temps, il faut donc déterminer la position des étoiles sur chacune des images à l’aide des tâches FIND et PHOT de DAOPHOT-II décrites plus haut. Ensuite le programme DAOMATCH (Stetson 1993) utilise les fichiers de photométrie pour trouver les transformations grossières entre les images en analysant la position des étoiles les plus brillantes dans chacun des fichiers. Le logiciel DAOMASTER raffine ces transformations en considérant toutes les étoiles des fichiers. Les transformations géométriques recherchées avaient quatre degrés de liberté afin de modéliser non seulement les décalages de points zéros mais également les rotations et les changements d’échelle.

Une fois les transformations bien déterminées, la routine MONTAGE2 (Stetson 1993) permet de créer une image médiane à partir de toutes les poses d’un même champ.

### 3.4.2 Création de la liste d’étoiles

L’image médiane créée permet d’avoir le rapport signal sur bruit maximum pour faire la liste d’étoiles de départ. Il s’agit encore une fois d’opérer la séquence habituelle FIND pour détecter toutes les étoiles, PHOT pour obtenir une première approximation de leur magnitude par photométrie d’ouverture, suivi de ALLSTAR pour obtenir une photométrie et surtout des positions plus précises. Plutôt que de redéterminer la fonction d’étalement de l’image médiane on a utilisé la FE d’une des images individuelles tel que suggéré dans le manuel d’utilisation. Ceci a pour but d’économiser le temps et l’effort nécessaire à la création d’une autre

FE. Notons que la précision de la FE n'est pas un critère primordial pour cette étape puisque l'on recherche seulement à déterminer la position des étoiles et une estimation de leur magnitude.

### 3.4.3 Allframe

ALLFRAME nécessite une FE par image, une liste d'étoiles ainsi que les transformations géométriques reliant les systèmes de coordonnées de chaque image. Pour chaque amas, lorsque plusieurs images dans la même bande passante d'un même amas provenaient de la même nuit, une seule FE était construite à partir d'une pose et utilisée pour toutes les poses de cette même nuit.

En plus de mesurer la magnitude et sa déviation standard, ALLFRAME calcule le paramètre "CHI" qui permet d'évaluer la précision du "fit" pour chaque étoile dans chaque image. "CHI" est défini comme étant la dispersion de pixel à pixel par rapport au "fit" divisée par la dispersion de pixel à pixel prévue par la statistique de Poisson. Ainsi, les étoiles saturées auront un "CHI" anormalement élevé, alors que les étoiles non-saturées auront un "CHI" aux alentours de un.

Le mauvais côté du haut niveau d'automatisation permis par ALLFRAME est que son exécution demande énormément de ressources informatiques. Pour réduire simultanément 12 images de 2048 par 2048 pixels avec un maximum de 20000 étoiles, il faut 60 Mo de mémoire vive, et environ une semaine de temps d'exécution sur une machine SPARC 4 du réseau ASTRO de l'Université de Montréal. Ces demandes élevées en ressources informatiques s'avèrent limitatives lorsqu'on a plusieurs amas à traiter. On comprend bien qu'il n'est pas possible d'expérimenter à sa propre guise pour comparer la photométrie obtenue en utilisant différents paramètres de réduction ou différentes FE, car le simple temps d'exécution de ALLFRAME deviendrait alors non négligeable face à la durée d'une bourse de maîtrise.

### 3.4.4 Détermination de l'indice de couleur

Maintenant que l'on a la magnitude de chaque étoile sur toutes les images où elles ont été détectées, il faut combiner la photométrie de toutes les images dans chacune des bandes V et I et calculer les indices de couleur. Cette tâche consiste à identifier correctement chaque étoile dans tous les fichiers de photométrie d'une même bande passante et à moyenniser ces magnitudes. Étant donné que les temps de pose peuvent varier d'une image à l'autre, certaines étoiles seront saturées sur certaines images, détectées avec un rapport S/B plus ou moins bon sur d'autres, peut-être indétectables sur d'autres images encore, etc. et on se doit de tenir compte de ces facteurs au moment de combiner les magnitudes.

La routine DAOMASTER permet d'accomplir cette tâche. À partir d'une liste de fichiers contenant la photométrie dans une bande passante ainsi que des transformations géométriques reliant le système de coordonnées des images correspondantes, DAOMASTER peut identifier les étoiles dans chacun des fichiers, et faire une moyenne robuste et pondérée selon l'intensité de leur magnitude. L'algorithme calculant la moyenne est robuste dans le sens que les cas de non-détections sur une image sont traités de façon appropriée. Une limitation du programme est qu'il ne peut reconnaître les étoiles saturées. Ainsi, si une étoile est saturée sur une des images mais pas sur les autres, DAOMASTER va inclure la magnitude de la pose saturée dans la moyenne, même si la magnitude moyenne serait probablement plus exacte si celle-ci était exclue. Par contre, il est généralement possible d'identifier les étoiles saturées dans plusieurs poses par leur valeur de "CHI" élevée et de ne pas les inclure dans le DCM (voir section 3.5).

Lorsque l'on dispose de la magnitude moyenne en V et en I, il est nécessaire de lancer DAOMASTER une autre fois pour identifier les étoiles dans les deux bandes passantes. On est alors en mesure de calculer l'indice de couleur V-I et de construire finalement les DCMs.

### 3.4.5 Comparaison avec la photométrie de Stetson pour M3 et M13

Afin de vérifier la fiabilité de notre photométrie, il faut la comparer avec celle de quelques standards photométriques. On s'intéresse ici uniquement aux effets qui risquent d'affecter la comparaison des  $\Delta(v - i)_{PI}^{BGR}$  d'un amas à l'autre. Ainsi, les différences de point zéro ne sont pas un problème puisqu'elles se soustraient naturellement lorsqu'on mesure les différences de couleur. De plus, même s'il y a une pente dans l'équation de couleur, les *différences* de  $\Delta(v - i)_{PI}^{BGR}$  (qui sont reliées directement aux différences d'âges) ne seront pas faussées pour autant que la pente soit la même pour tous les amas. Étant donné que toutes les données ont été obtenues à partir du même système instrumental et réduites avec la même procédure, on s'attend effectivement à retrouver la même équation de couleur pour chaque amas, de sorte l'on ne devrait pas avoir de problème. C'est l'avantage d'utiliser des données homogènes et une méthode différentielle.

Il est malheureusement assez difficile de trouver de la photométrie calibrée pour des étoiles réparties sur l'ensemble de l'amas dans la bande I. Ceci est dû au fait que les observations dans la bande I ne sont devenues populaires que depuis l'avènement des CCD (car ils sont plus sensibles aux grandes longueurs d'ondes) qui ne couvrent qu'un très petit champ. On a quand même pu obtenir quelques centaines d'étoiles standards de P.B. Stetson (communication privée) en V et I pour M3 et M13, standards photométriques qu'il a lui-même calibrés à partir des standards de Landolt (voir Stetson(1988,1995) pour plus de détails).

La correspondance entre ces standards et les données présentées a été faite à la main, à l'aide d'un afficheur d'image. Les résultats de cette calibration sont présentés dans les fig. 3 et 4.

Dans le cas de M3 (fig.3), les différences de magnitude V sont uniformément réparties de chaque côté de la médiane. Par contre la magnitude I des géantes semble surestimée par rapport aux naines. Cet effet ne peut pas être dû à une



non linéarité du détecteur puisque l'on observerait alors la même tendance dans la bande V également. Ce biais est simplement dû à la propagation de l'équation de couleur (fig. 3.c) par la corrélation couleur-magnitude des étoiles d'étalonnage. Notez toutefois que l'existence d'une équation de couleur ne compromet pas les résultats de cette étude si elle est identique d'un amas à l'autre.

Pour M13, les standards V fournis par Stetson semblent de moins bonne qualité et sont moins nombreux. C'est ce qui explique la plus grande dispersion dans le diagramme (V-v) vs V (fig. 4) et le fait que l'on n'échantillonne pas uniformément toute l'échelle de magnitude V. Les différences de magnitude I ne semblent pas dépendre de la magnitude, ce qui impliquerait que le biais observé dans le cas de M3 n'est pas causé par une équation de couleur puisqu'on retrouverait alors ici le même biais. L'équation de couleur (fig. 4c) ne présente apparemment pas de pente significative, mais il faudrait une meilleure calibration de la bande V et un meilleur échantillonnage afin de le confirmer.

Étant donné l'homogénéité des données, il est étrange d'observer des différences entre la calibration de la bande I de M3 et celle de M13. Celles-ci ne peuvent pas venir du système instrumental puisqu'il était le même dans les deux cas. Toutefois, il est possible qu'au cours de la réduction des données, des problèmes mal compris tels que les variations de la FE ou la photométrie près de la limite de détection aient affecté différemment les deux amas, ce qui pourrait expliquer cette anomalie.

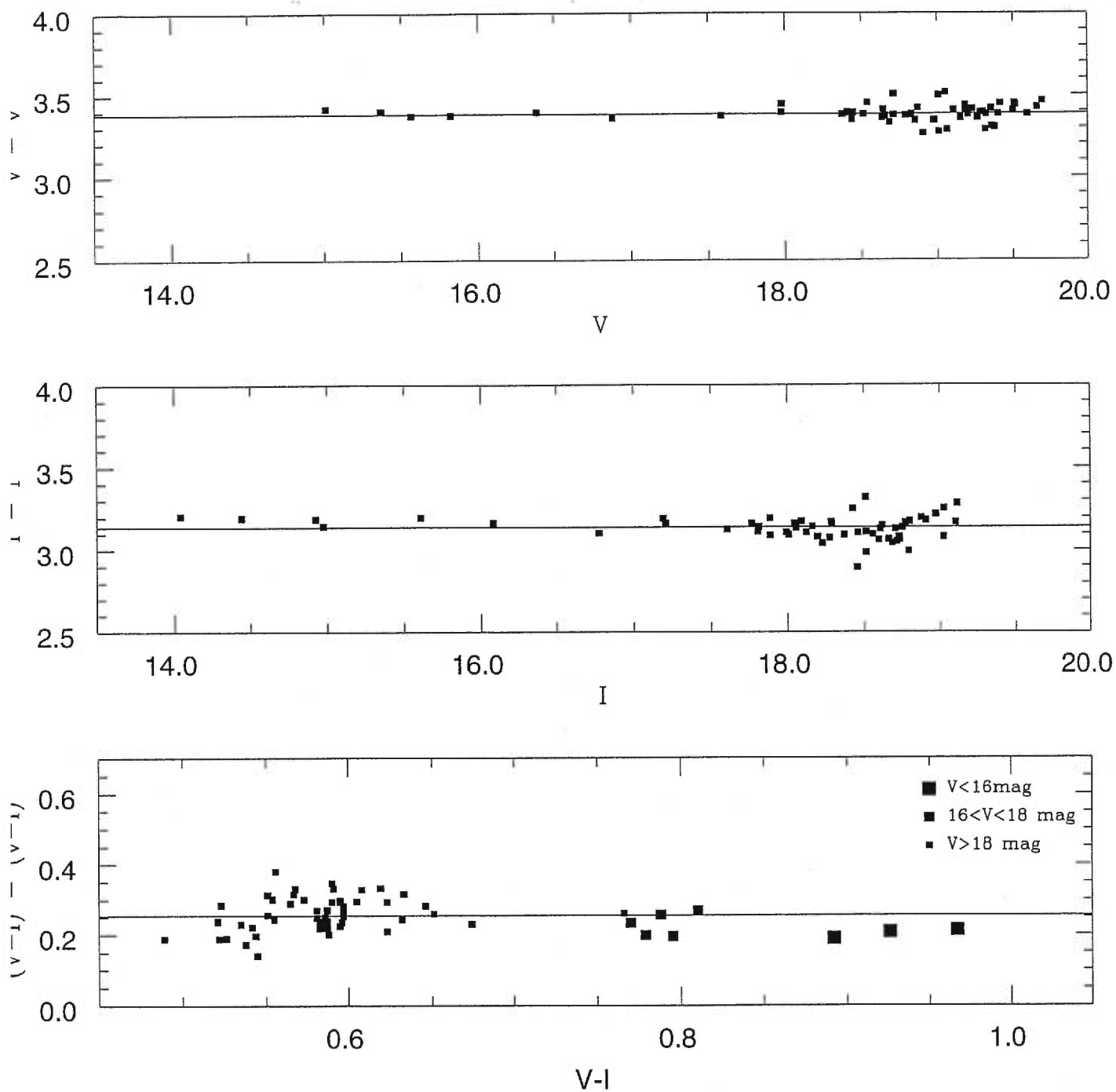


FIGURE 3. Calibration de la photométrie de M3 avec les données de Stetson (communication privée). Les lettres majuscules font références aux données de Stetson, les minuscules aux données de cette étude.

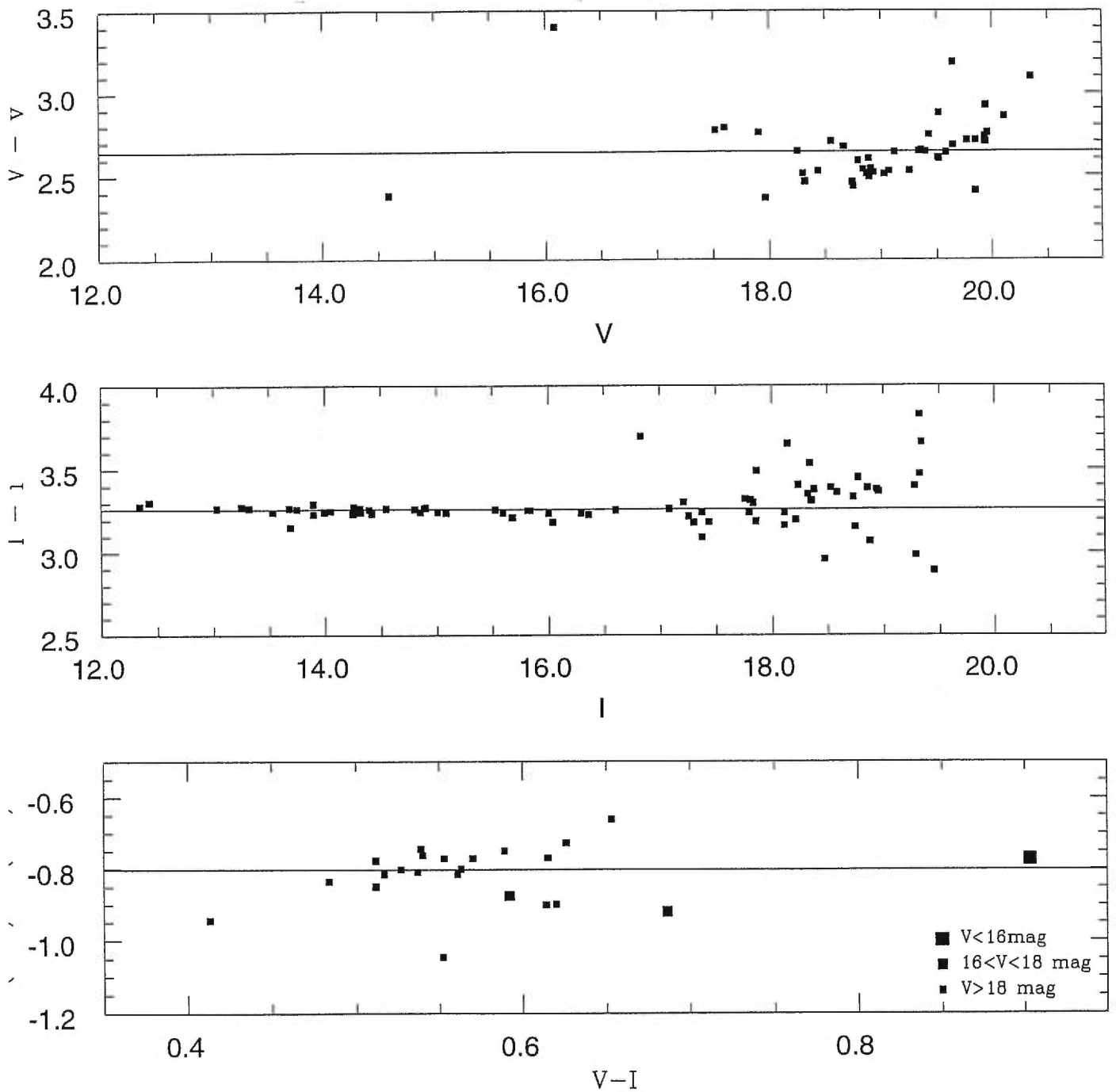


FIGURE 4. Calibration de la photométrie de M13 avec les données de Stetson (communication privée). Les lettres majuscules font références aux données de Stetson, les minuscules aux données de cette étude.

### 3.5 Diagrammes couleur-magnitude

Finalement, il est possible de construire les DCM tant attendus. Certaines étoiles sont sujettes à une photométrie moins précise que les autres. C'est le cas des étoiles saturées dans plusieurs poses et de celles qu'on retrouve dans une région trop fortement surpeuplée. Heureusement, ces étoiles sont facilement identifiables; les premières par leur valeur élevée de "CHI" (réflétant un "mauvais fit" de la FE), les secondes parce qu'elles sont situées près du centre de l'amas. Il est donc aisé de les rejeter afin de réduire le bruit dans le DCM.

Ainsi, la figure 5 démontre qu'on obtient un DCM bien moins bruité pour M12 lorsqu'on ne garde que les étoiles ayant un "CHI" inférieur à quatre et une distance au centre de l'amas comprise entre 300 et 900 pixels (150 et 450 secondes d'arc).

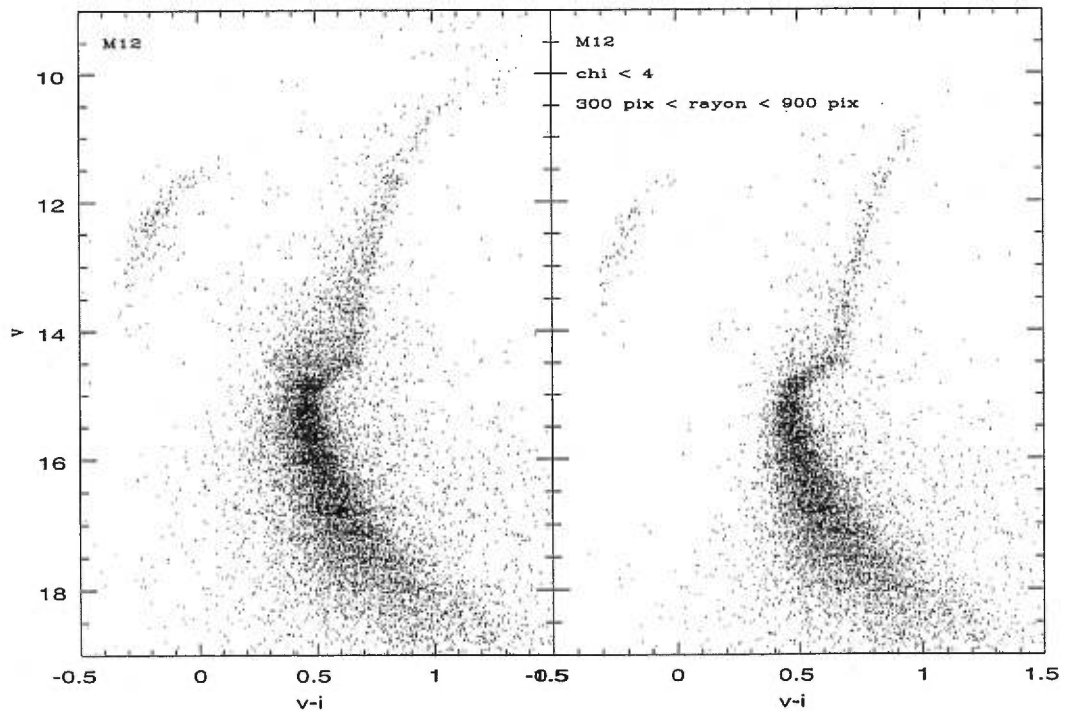


FIGURE 5. DCM de M12 a) avec toutes les étoiles b) après l'exclusion des étoiles saturées et des étoiles du coeur de l'amas.

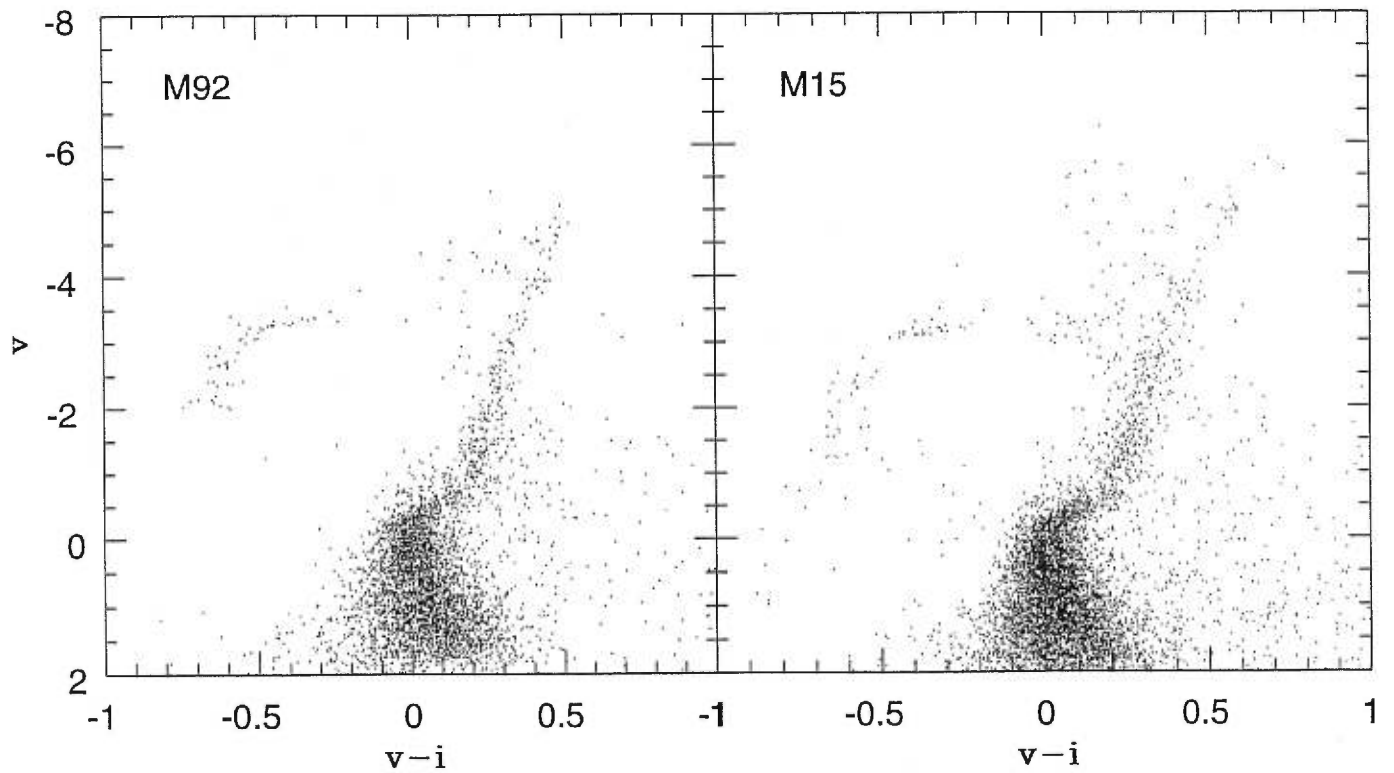
Dans le cas de M71 et de NGC6366, un problème supplémentaire se pose à cause de leur faible latitude galactique ( $b$ ). En effet, ces amas sont situés respectivement à  $b = -4,56^\circ$  et  $b = -16,04^\circ$ , alors que tous les autres amas faisant partie de la présente étude sont à  $|b| \geq 23^\circ$ . La forte contamination des étoiles de champ appartenant au disque de la galaxie vient donc ajouter une contamination importante dans le DCM. Une inspection visuelle du “Palomar Observatory Sky Survey” a confirmé que ces amas sont situés dans un environnement très dense en étoile de champ. Puisque plus on se situe près du centre de l’amas, plus la probabilité qu’une étoile appartienne à l’amas est forte, on s’est efforcé de garder uniquement les étoiles les plus près possible de l’amas afin de réduire les effets de la contamination.

Le tableau 3.5 donne les paramètres qui ont servi à sélectionner les étoiles pour construire chaque DCM, ainsi que le nombre d’étoiles répondant à ces critères de sélection. Les DCM ainsi construits sont présentés dans les figures 5, 6 et 7. Comme mentionné précédemment, la présente étude ne requiert aucune calibration de l’origine de l’échelle des magnitudes à un système standard. Conséquemment, le point zéro des axes est purement arbitraire sur ces figures.

Bien qu’on n’inclût habituellement pas les étoiles variables dans un DCM, certaines étoiles de type RR Lyrae peuvent être présentes dans les DCMs présentés puisque nous n’étions pas en mesure d’identifier les étoiles variables à partir de nos observations. Ceci peut légèrement modifier l’aspect de la branche horizontale mais n’altère en rien les conclusions présentées dans ce mémoire.

NGC	chi max	R min (")	R max (")	nombre d'étoiles
5272 (M3)	4	150	450	12263
6205 (M13)	4	200	450	11501
6218 (M12)	4	150	450	10421
6254 (M10)	4	150	450	9352
6341 (M92)	4	150	450	4459
6366	4	150	450	5657
6838 (M71)	4	50	300	12745
7078 (M15)	4	200	450	6800

TABLEAU II. Paramètres de sélection des étoiles

FIGURE 6. DCM des amas de faible métallicité ( $[Fe/H] \sim -2.2$ )

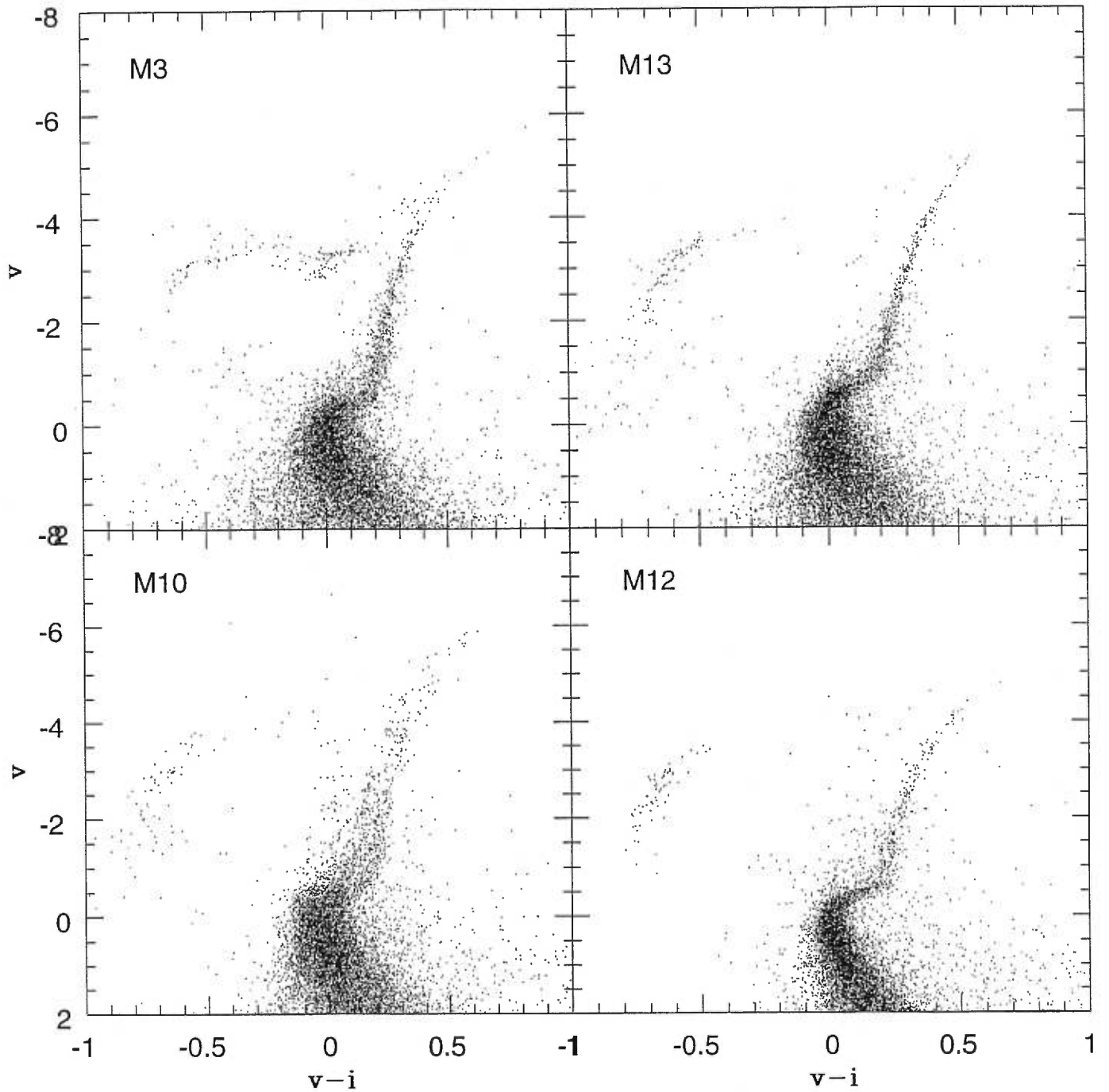


FIGURE 7. DCM des amas de métallicité intermédiaire(  $[Fe/H] \sim -1.5$  ). Notez l'effet bien connu du "second paramètre" sur la morphologie de la BH de M3.

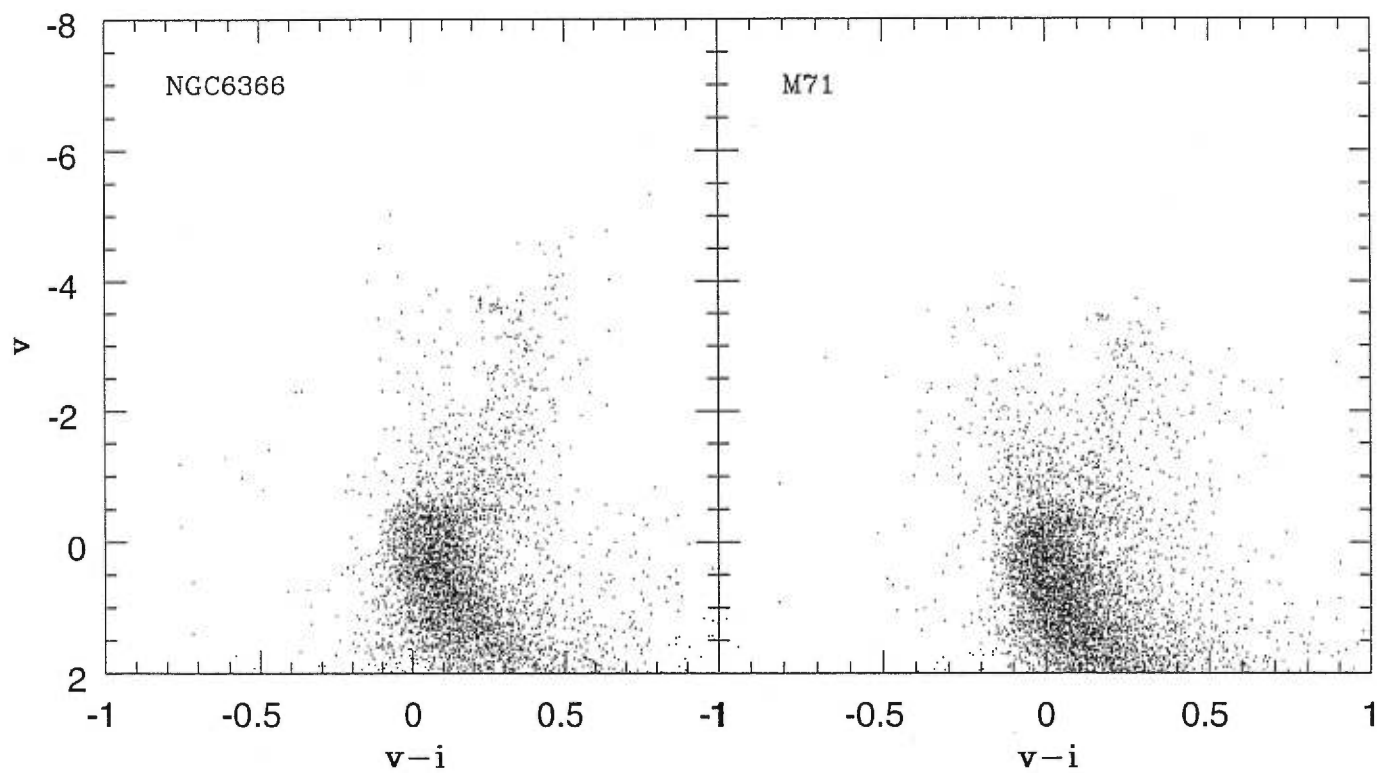


FIGURE 8. DCM des amas de forte métallicité ( $[Fe/H] \sim -0.8$ ). Notez que les géantes rouges les plus brillantes sont saturées dans nos données et n'apparaissent pas sur les DCM.



## CHAPITRE 4

### Discussion

#### 4.1 Commentaires généraux sur les DCM

Grâce à l'étendue et à l'homogénéité des données, on arrive à présenter des DCM uniformément échantillonnés jusqu'à deux magnitudes sous le PI. Il est dès lors possible de comparer ces DCM afin de mettre en évidence quelques aspects qualitatifs de l'évolution stellaire.

##### 4.1.1 DCM des amas de faible métallicité

La figure 6 montre les DCM de faible métallicité M92 et M15. La photométrie couvre une étendue allant d'environ deux magnitudes au-dessus de la BH (limité par la saturation), jusqu'à deux magnitudes sous le PI, ce qui est représentatif de l'ensemble de la photométrie présentée dans ce mémoire.

On remarque que la BH est plus peuplée du côté bleu, et on observe un point d'inflexion où la BH bleue devient presque verticale. Cette portion verticale de la BH semble s'étirer jusque sous le PI dans le cas de M15, alors qu'elle apparaît tronquée à mi chemin entre la BH d'âge zéro et le PI dans le cas de M92.

On note également sur ces DCM (comme sur tous les autres) qu'il y a significativement plus de points qui dévient fortement de la tendance centrale du côté rouge que du côté bleu, particulièrement vis-à-vis la SP. Cet excès d'objets rouges pourrait révéler la présence significative d'étoiles binaires. En effet, lorsque

deux étoiles ne sont pas résolues, la luminosité mesurée correspond à la somme des luminosités individuelles et l'indice de couleur à la moyenne pondérée selon l'intensité de l'indice de couleur de chacun des deux objets. Ainsi les binaires, qu'il s'agisse de binaires vraies ou de simples superpositions le long de la ligne de visée, se retrouveront en haut et à droite de la SP (Rubeinstein, 1997). Cependant ces binaires ne devraient pas se retrouver à plus de 0.75 mag (correspondant à un facteur deux en luminosité) au-dessus de la SP, c'est-à-dire que l'enveloppe supérieure des binaires devraient être à 0.75 mag au-dessus de la SP. Étant donné que les déviations observées dans les DCMs sont souvent beaucoup plus grandes, il doit également invoquer la contamination des étoiles du champ pour expliquer ces points déviants. L'excès d'objets rouges viendrait alors du fait que les étoiles de type spectral M sont beaucoup plus nombreuses que celles de type F.

#### 4.1.2 DCM des amas de métallicité intermédiaire

Une comparaison de la figure 6 et de la figure 7 permet d'illustrer le fait déjà reconnu par Zinn (1993) que la BH des amas de métallicité intermédiaire est souvent plus bleue et verticale que celle des amas les plus pauvres. On remarque également que le côté rouge de la BH de M3 est nettement plus fourni que celui des amas de métallicité semblable, ce qui témoigne de l'effet du second paramètre.

Le DCM de M3 se distingue également par le nombre élevé de "blue stragglers" qu'il contient. Cet amas est en fait reconnu pour être celui ayant le plus grand nombre de "blue stragglers" identifiées (Baylin 1995).

Le meilleur DCM qu'on ait obtenu dans le cadre de cette étude est sans aucun doute celui de M12. On remarque que la dispersion autour de la SP est significativement plus petite que pour les autres amas. Ceci est principalement dû au fait que M12 est moins dense que les autres et que les conséquences du surpeuplement sont moins sévères. De plus, les observations de M12 ont été faites

dans des conditions atmosphériques exceptionnellement bonnes.

Le DCM de M10 semble avoir une dispersion anormalement élevée par rapport à M12, M13 et M3 bien que la profondeur de leur photométrie soit comparable. Mais si l'on sépare la photométrie des quatre quadrants de l'image (fig. 9), on voit que la dispersion dans chaque quadrant est nettement moins grande. Ceci peut être expliqué si le rougissement dû à la poussière interstellaire varie appréciablement sur la surface de l'amas, un phénomène nommé *rougissement différentiel*. Les étoiles provenant de différentes régions de l'amas subissent alors un rougissement plus ou moins élevé, ce qui amène une grande dispersion dans le DCM. Cependant, dans une région suffisamment restreinte (*i.e.* un quadrant), le rougissement est approximativement constant, et on peut obtenir un DCM avec moins de dispersion. Cependant, l'examen du POSS ne révèle pas d'absorption différentielle à travers M10, bien que sa latitude galactique soit  $b = +23.08^\circ$  et son rougissement  $E(B-V) = 0.28$  (Harris 1997).

#### 4.1.3 DCM des amas de forte métallicité

La figure 8 montre le DCM de M71 et NGC6366. Pour ces amas riches en métaux, la BH se réduit à un petit tas d'étoiles tout près de la BGR. Dans le cas de M71, elle est difficilement distinguable parce que plusieurs étoiles de la BH sont saturées.

On remarque que la BGR de ces amas est beaucoup plus dispersée et moins bien définie que celle des autres amas. Ceci pourrait être dû au fait que dans le but de réduire la contamination des étoiles du champ, on a dû, pour ces objets à faible latitude galactique, sélectionner les étoiles plus près du centre, c'est à dire là où les effets de surpeuplement sur la photométrie sont les plus pernicioeux.

Malgré ces efforts fait lors de la sélection des étoiles, on reconnaît une trace de cette contamination d'étoiles de champ en ce nuage de points anormaux

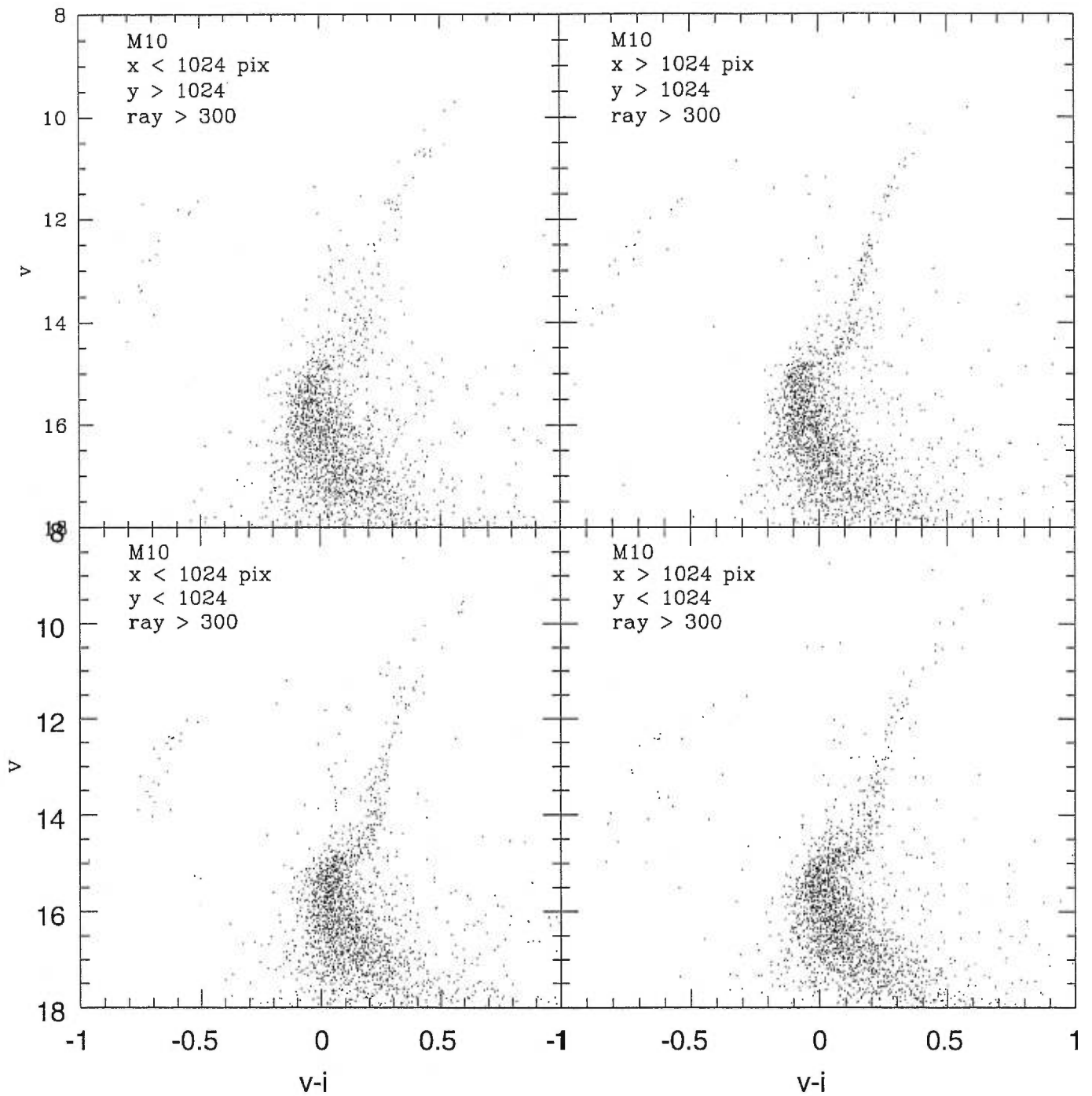


FIGURE 9. DCM des quatre quadrants de M10. La dispersion de la photométrie des quadrants individuels est beaucoup moindre qu'à la figure 7.

s'étendant à gauche de la BGR et qu'on devine se prolonger à travers la BSG et la SP.

Cette contamination combinée avec la grande dispersion de la BGR fait que ces deux DCM ne sont pas appropriés pour la mesure précise de  $\Delta(v - i)_{PI}^{BGR}$ .

## 4.2 Détermination des isochrones de référence

À partir des DCM observationnels qui comportent leur part de dispersion, on veut d'abord déterminer l'isochrone de référence du DCM représentant l'aspect qu'aurait le DCM s'il était exempt d'erreurs photométriques aléatoires et de contamination. À cette fin, on veut utiliser une même méthode objective applicable à tous les DCM, et c'est pourquoi un simple tracé à main levée serait ici inadéquat.

La méthode adoptée fut la suivante. On a d'abord écarté les étoiles appartenant à la branche horizontale. Hormis les amas ayant une branche horizontale très rouge tels que M71 et NGC6366, le risque de confusion entre les étoiles de la BH et de la BGR est marginal. Pour ces deux derniers amas, on a tout simplement écarté toutes les étoiles de brillance égale et supérieure à celle de la BH, de sorte que la ligne directrice présentée commence en bas de la BH.

Ensuite, les données furent regroupées en intervalles de magnitude V ayant une largeur variant de 0.2 à 0.3 mag selon les amas. La médiane de l'indice de couleur et de la magnitude V des données ainsi regroupées fut calculée. La médiane fut préférée à la moyenne comme indicateur de tendance centrale à cause de sa robustesse face aux points déviant fortement de la distribution.

Les points déviant fortement du DCM sont probablement dus à des objets n'appartenant pas à la population stellaire de l'amas étudié, tels que des étoiles du champ et des galaxies lointaines, ou encore le résultat d'erreurs grossières de photométrie comme lors de la confusion de deux étoiles au cours du calcul de

l'indice de couleur ou bien lorsque des binaires visuelles sont non-résolues.

Pour s'assurer que ces points erratiques ne faussent pas les résultats, la première itération de la l'isochrone de référence du DCM fut utilisée pour rejeter les points à plus de trois sigmas de la médiane dans chaque intervalle de magnitude. Une série d'itérations furent ainsi faites jusqu'à ce que plus aucun points ne soit rejeté. Cette procédure réussit à bien nettoyer le DCM autour du PI et de la SP mais est plutôt inefficace dans la partie supérieure de la branche des géantes à cause des faibles statistiques (certains intervalles ne contiennent alors que quelques points). Il a donc fallu adopter un autre critère de réjection pour la BGR. On rejetait alors les points à plus de 0.8 à 1.2 mag de la médiane, dépendamment de l'amas. Ce critère a été déterminé pour chaque amas de sorte que tous les points appartenant visiblement à la BGR étaient inclus et que seuls les points déviant nettement étaient rejetés. Une fois tout ce nettoyage accompli, la médiane selon l'axe des magnitudes ainsi que selon l'indice de couleur était calculée pour donner la ligne directrice du DCM adopté. Toute la procédure décrite ci-haut fut automatisée et est donc exempte de tout biais dû à une prédisposition quelconque de l'observateur.

La figure 10 montre dans le DCM de M12, les points qui ont été rejetés suite à ce nettoyage, ainsi que les points médians constituant l'isochrone de référence déterminée à partir des points non-rejetés. On constate que les points médians correspondent bel et bien avec le centre de la distribution en couleur telle que l'oeil l'aurait évalué. Dans le cas de M10, on a déterminé la ligne directrice uniquement à partir des données du quadrant inférieur gauche où la dispersion est la plus faible.

Une fois que l'isochrone de référence a été obtenue pour chaque amas, le premier test pour détecter une différence d'âge est de superposer les isochrones de référence des amas de métallicité similaire de la même manière que l'on a superposé les isochrones théoriques de la fig 1.

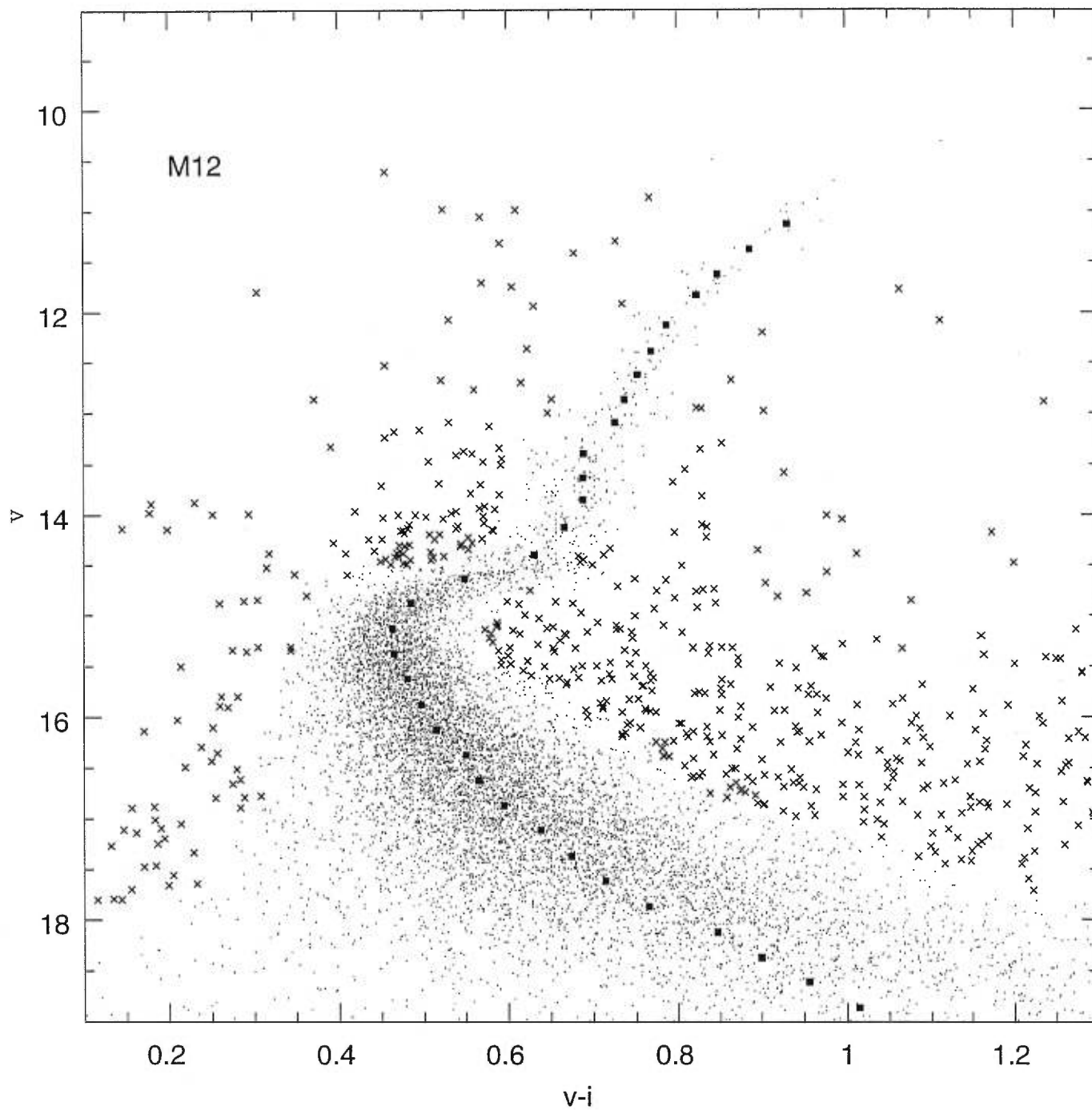


FIGURE 10. Isochrone de référence de M12. Les croix représentent les points qui ont été rejetés; les carrés pleins constituent l'isochrone de référence déterminée à partir des points non-rejetés.

Les fig. 11 et 12 montrent le résultat de cette superposition. Déjà on remarque une différence marquée de la position des BGR pour les amas de métallicité intermédiaire (fig. 12) traduisant une différence d'âge. Une telle différence n'est pas identifiable pour les amas pauvres en métaux (fig. 9).

Pour les amas riches M71 et NGC6366, il n'a pas été possible d'utiliser la méthode décrite ci-dessus à cause de la contamination des étoiles du champ et de la grande dispersion de la branche des géantes rouges.

### 4.3 Mesure des $\Delta(v-i)_{PI}^{BGR}$

Afin d'avoir une mesure quantitative des différences d'âge, il faut adopter une méthode précise pour mesurer la différence de couleur entre le PI et la BGR,  $\Delta(v-i)_{PI}^{BGR}$ . En fait, peu importe la manière exacte utilisée pourvu qu'elle puisse être appliquée systématiquement et de la même façon pour tous les amas.

Sur les isochrones de référence, on a d'abord ajusté des paraboles aux régions du PI, de la SGB et de la BGR (figure 13). La couleur du PI fut définie comme étant la couleur du point le plus bleu sur la parabole de la région du PI. La magnitude  $V$  du point 0.1 mag plus rouge que le PI fut trouvée, et la couleur de la BGR fut lue à 1.5 mag au-dessus de ce point.

Cette définition de  $\Delta(v-i)_{PI}^{BGR}$  diffère légèrement de celle de VBS qui utilisaient plutôt un point 0.05 mag plus rouge que le PI sur la SP comme point de référence vertical, et lisaient la couleur de la BGR à sa jonction avec la BSG. On a préféré la présente définition pour plusieurs raisons. Premièrement, en superposant les isochrones de référence, on a remarqué que la pente de la SP n'était pas la même d'un amas à l'autre. Ce comportement suspect de la photométrie près de la limite de détection rend douteuse et peu fiable l'utilisation de la SP pour déterminer un point de référence vertical non-biaisé et c'est pourquoi il est préférable de se



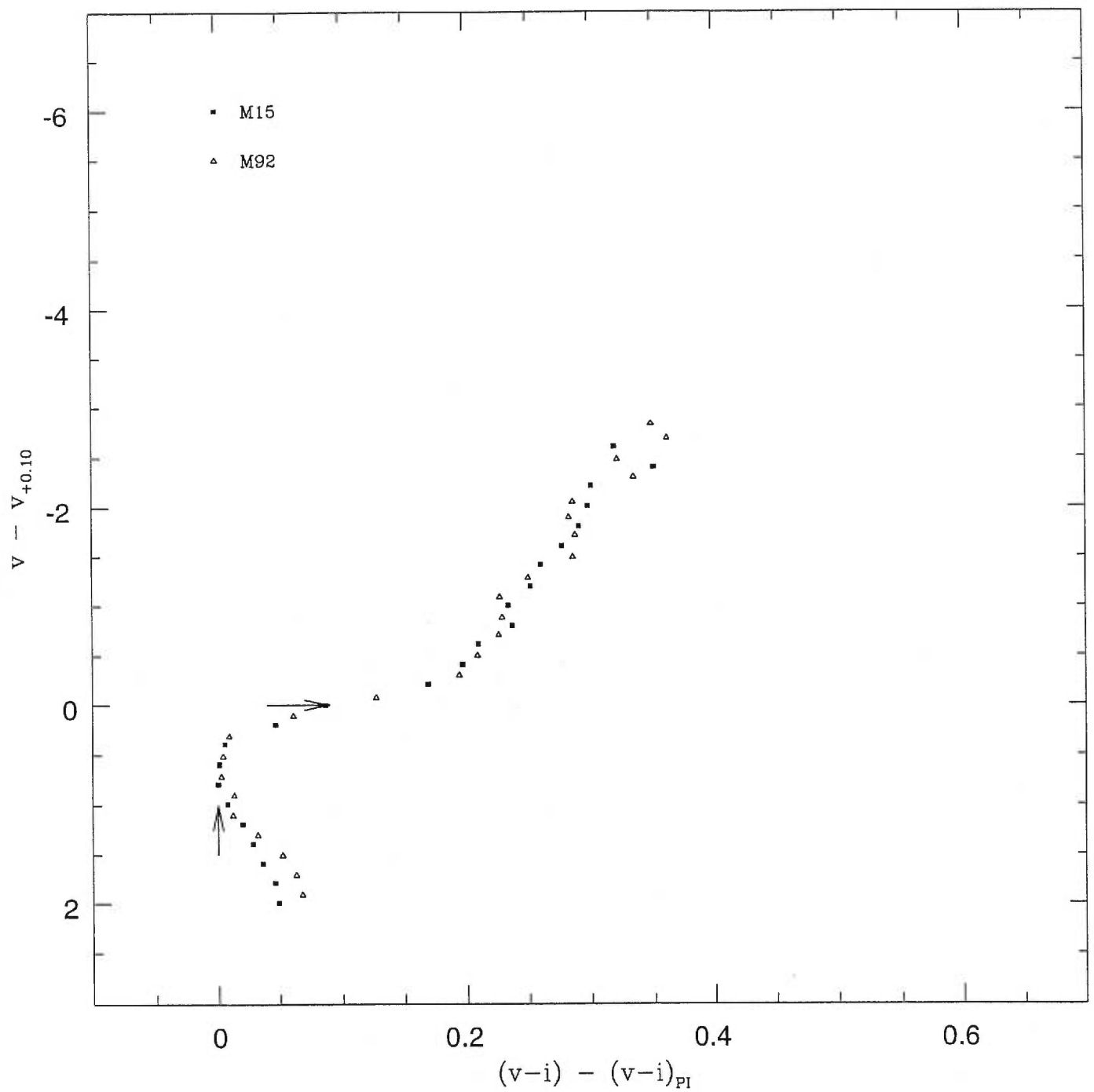


FIGURE 11. Points médians obtenus pour les AG de faible métallicité, déplacées selon la méthode de la fig. 1

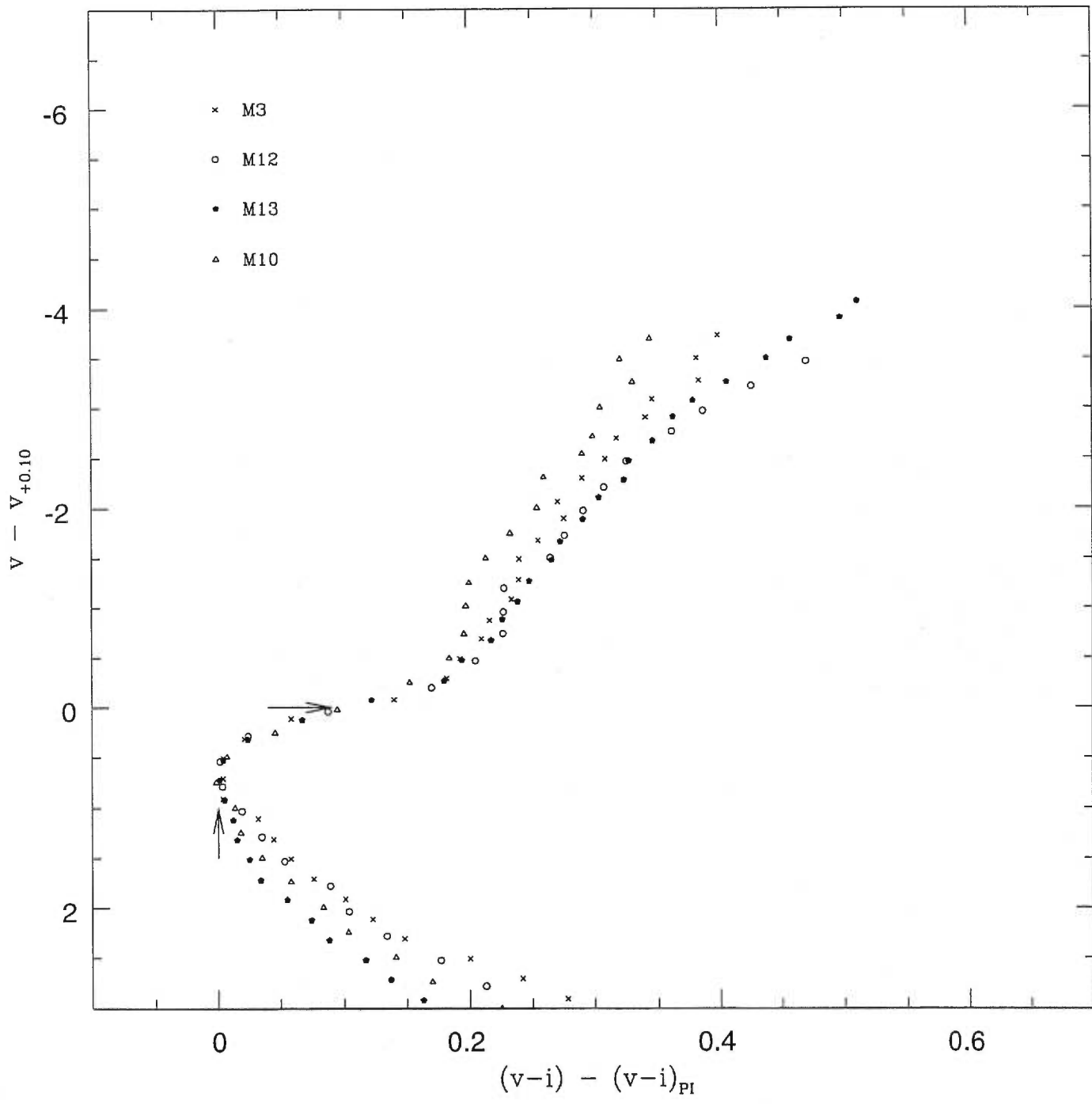


FIGURE 12. Isochrones de référence des AG de métallicité intermédiaire

déplacer le long de la BSG. Deuxièmement, avec cette définition, on se trouve à lire la couleur de la BGR à mi-chemin entre la BSG et la BH. Voilà qui est idéal pour éviter que la confusion entre des géantes rouges et des étoiles de la BH ou de la BSG ne vienne biaiser la mesure de  $\Delta(v-i)_{PI}^{BGR}$ . Notez que cette approche est ici permise à cause du nombre élevé de géantes rouges échantillonnées grâce au grand champ des observations.

Les  $\Delta(v-i)_{PI}^{BGR}$  ainsi déterminés sont compilés dans le tableau III. On a renoncé à mesurer  $\Delta(v-i)_{PI}^{BGR}$  pour les amas riches en métaux à cause de la moins bonne qualité des données qui ne permet d'atteindre la précision recherchée dans cette étude.

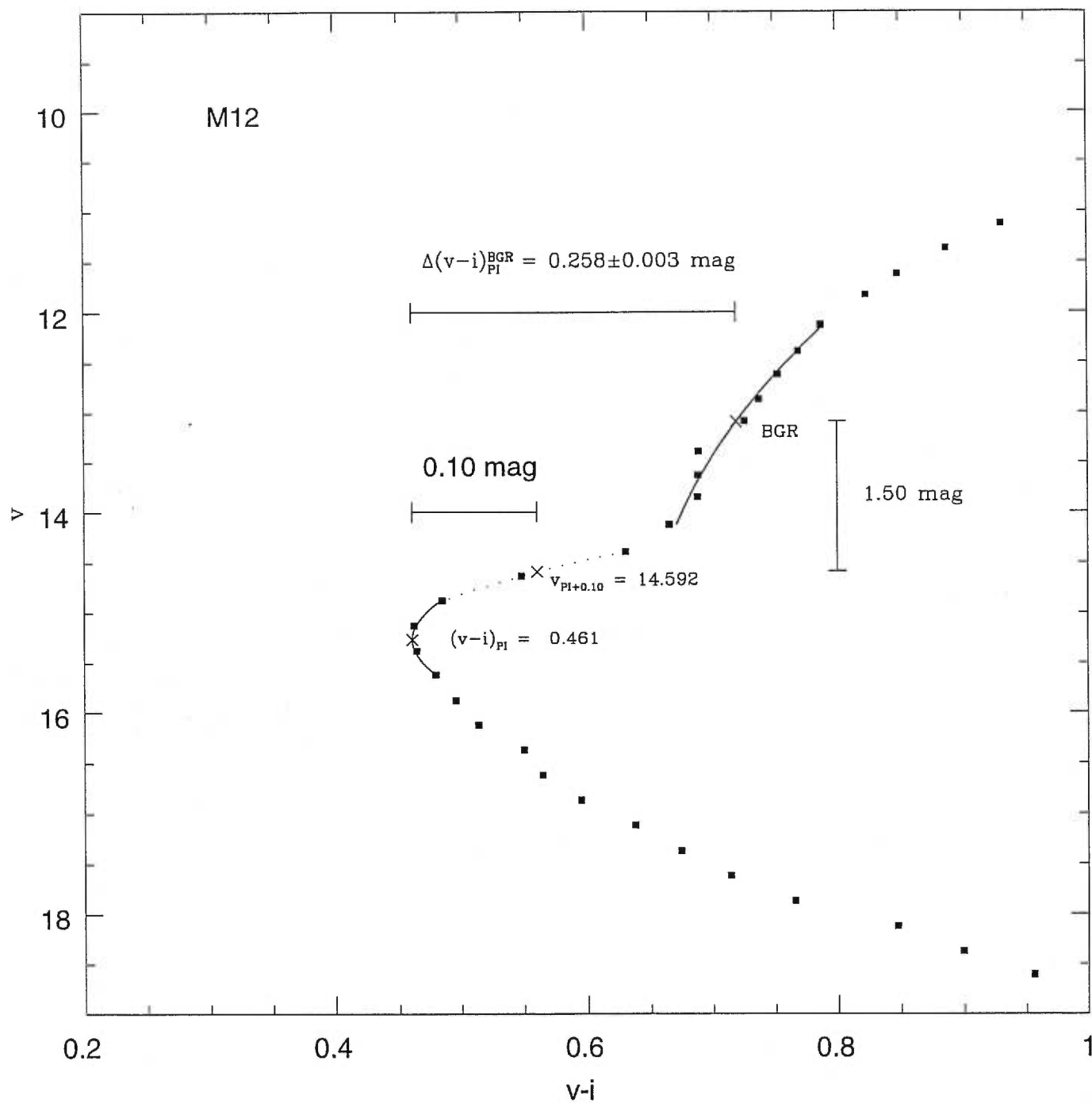


FIGURE 13. Définition de  $\Delta(v-i)_{PI}^{BGR}$

Amas	$m[\text{Fe}/\text{H}]^1$	$\Delta(v - i)_{PI}^{BGR}$	$\delta(\Delta(v - i)_{PI}^{BGR})$	$\Delta t$ (G ans)
faible métallicité:				
M15 (NGC7078)*	-2.22	$0.270 \pm 0.003$	-	-
M92 (NGC6341)	-2.29	$0.265 \pm 0.008$	$+0.005 \pm 0.009$	$+0.5 \pm 0.8$
métallicité intermédiaire:				
M3 (NGC5272)*	-1.57	$0.247 \pm 0.003$	-	-
M13 (NGC6205)	-1.54	$0.265 \pm 0.006$	$+0.018 \pm 0.007$	$-2.2 \pm 0.8$
M12 (NGC6218)	-1.48	$0.258 \pm 0.003$	$+0.011 \pm 0.004$	$-1.3 \pm 0.5$
M10 (NGC6254)	-1.52	$0.223 \pm 0.010$	$-0.024 \pm 0.010$	$+2.9 \pm 1.3$

TABLEAU III. Différences de couleur mesurées entre le point d'inflexion de la série principale et la branche des géantes, et différences d'âge correspondantes avec l'amas de référence.

\* Amas de référence

<sup>1</sup> tiré de Harris (1997)

#### 4.4 Incertitude des $\Delta(v - i)_{PI}^{BGR}$

On peut distinguer deux types d'erreurs affectant les différences de couleur. Premièrement, il y a les erreurs dites externes qui affectent la photométrie elle-même. Ces erreurs sont responsables de la dispersion dans le DCM. Deuxièmement, il y a les erreurs internes qui sont propres à la méthode que l'on utilise pour définir l'isochrone de référence et mesurer les  $\Delta(v - i)_{PI}^{BGR}$ .

Afin d'évaluer les barres d'erreurs internes sur les mesures de  $\Delta(v - i)_{PI}^{BGR}$ ,

on a repris les DCMs initiaux et séparé la photométrie en deux sous-groupes d'étoiles réparties aléatoirement dans l'amas. On a appliqué la même méthode d'analyse sur chaque sous-groupe photométrique, c'est-à-dire qu'on a rejeté les points déviant fortement, redéterminé la ligne directrice, mesuré  $\Delta(v-i)_{PI}^{BGR}$  à nouveau. Dans le cas de M10, la stratégie fut légèrement différente à cause du rougissement différentiel. La photométrie de chacun des quadrants fut analysée de manière indépendante. Les  $\Delta(v-i)_{PI}^{BGR}$  de chaque quadrant furent moyennés et l'incertitude citée correspond au plus grand écart à la moyenne.

Les variations de  $\Delta(v-i)_{PI}^{BGR}$  ainsi observées donnent un estimé de la précision de la méthode pour le DCM en question (tableau III). Ces erreurs dites internes correspondent à des erreurs sur l'âge de 0,6 milliard d'année.

Les sources d'erreurs externes sont nombreuses et variées: bruit de la statistique de Poisson, mauvais pixels, saturation, surpeuplement, variations spatiales de la FE, etc., mais la plupart d'entre elles sont des erreurs aléatoires qui ne devraient pas biaiser les mesures de  $\Delta(v-i)_{PI}^{BGR}$  dans un sens ou dans l'autre. Les erreurs aléatoires ne font qu'augmenter la dispersion des données, effet que l'on peut contrer simplement en augmentant le nombre de mesures indépendantes (i.e. le nombre d'étoiles dans le champ). Cependant s'il y a une différence entre la pente de l'indice de couleur en fonction de la magnitude d'un amas à l'autre, il y aura une erreur systématique sur la différence de leur  $\Delta(v-i)_{PI}^{BGR}$ , ce qui fausserait leur âge relatif.

Afin d'investiguer cette possibilité d'erreur systématique, on a déterminé pour M3 et M13 la pente de la différence d'indice de couleur par rapport à la photométrie calibrée de Stetson en fonction de la magnitude (fig 15). Dans le cas de M3, où l'on a un bon échantillonnage, on peut déterminer de façon assez convaincante qu'il y a une pente de  $0,014 \pm 0,009$  par régression linéaire. Celle-ci est due à la pente de  $(I-i)$  vs  $V$ .

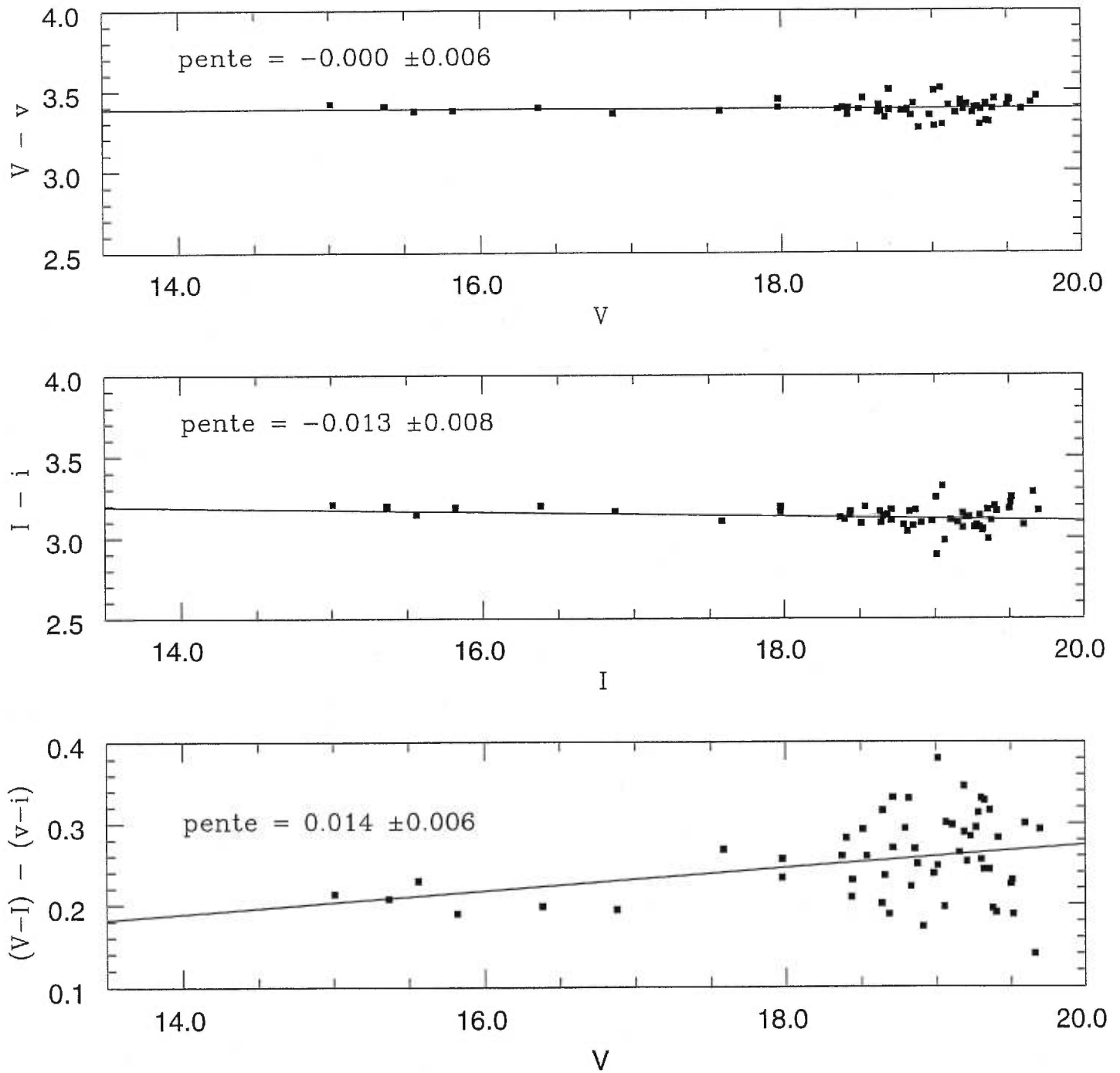


FIGURE 14. Pente de l'indice de couleur en fonction de la magnitude pour la photométrie de M3

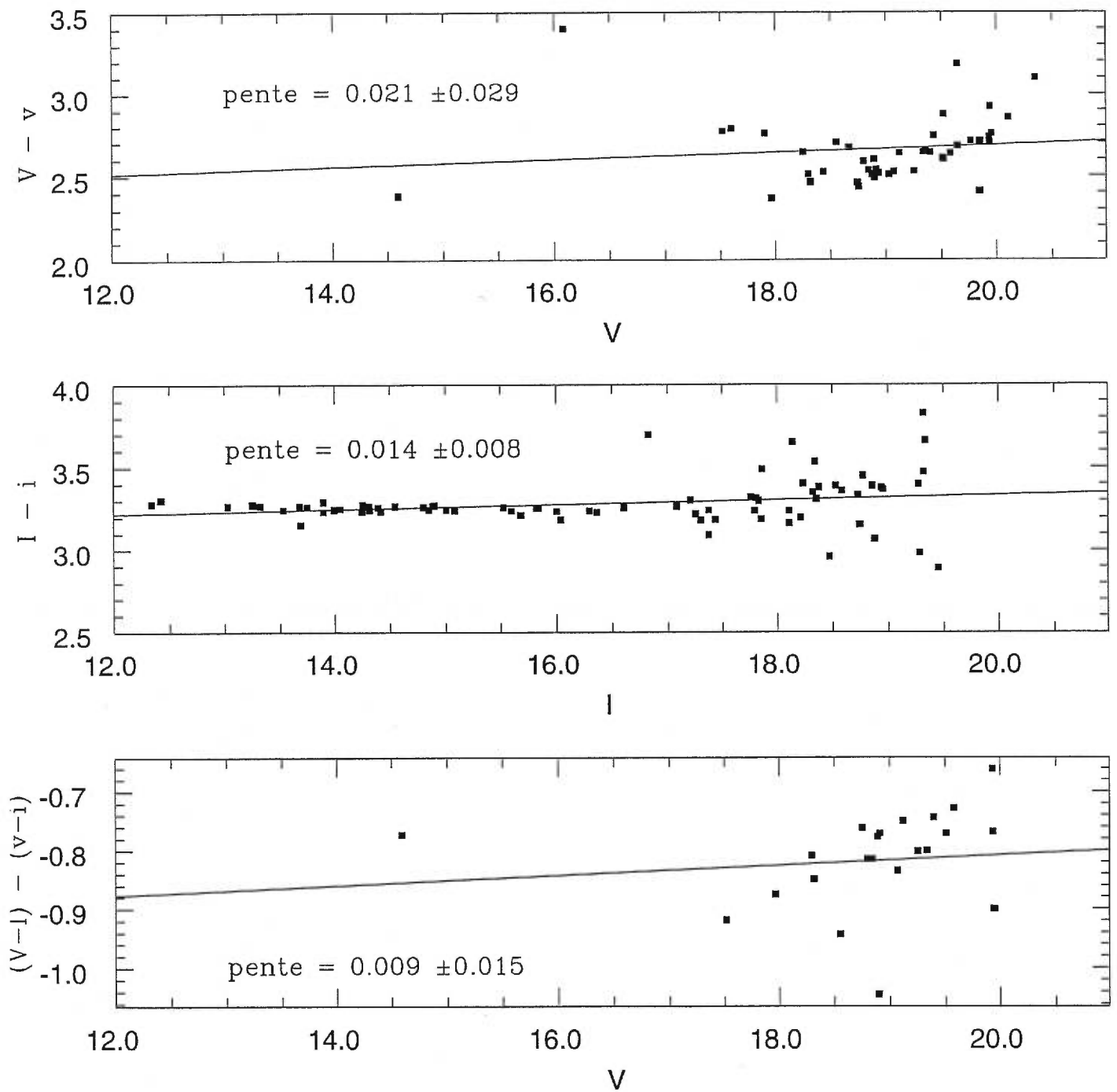


FIGURE 15. Pente de l'indice de couleur en fonction de la magnitude pour la photométrie de M13



Pour ce qui est de M13, on dérive par régression linéaire une pente de  $0,009 \pm 0,015$  pour  $(V-I)-(v-i)$  vs  $V$ , qui n'est pas significativement différente de celle de M3. Cependant, notez que l'on ne doit pas accorder trop d'importance à la régression de M13 car le manque d'étoiles brillantes échantillonnées fait que la pente trouvée dépend crucialement de la position d'un seul point.

Ainsi, la différence de pente entre M3 et M13 est de  $0,005 \pm 0,017$ . Tel qu'attendu grâce à l'homogénéité des données, la différence de pente n'est pas significative. Cependant, notez que vu la précision de la présente calibration, l'on ne peut pas garantir qu'il n'y a pas de différence de pente aussi grande que  $0,02$  mag par magnitude. Notez également que c'est par un étrange concours de circonstance que M3 et M13 arrivent à une pente similaire pour l'indice de couleur. Dans le cas de M3, on n'a aucune pente en  $V$  et une pente négative en  $I$ , alors que pour M13, on a une pente fortement positive (mais très incertaine) en  $V$  et une pente légèrement positive en  $I$ . Est-ce alors par pur hasard que les pentes de l'indice de couleur sont les mêmes? Seule une meilleure calibration pourrait nous le dire.

Notons qu'une différence de pente de  $0,01$  mag par magnitude dans l'indice de couleur en fonction de la magnitude se traduirait par une erreur de  $0,03$  mag sur  $\Delta(v-i)_{PI}^{BGR}$ , ce qui correspondrait à une erreur de 3.5 milliards d'années.

## 4.5 Interprétation

En mesurant les  $\Delta(v - i)_{PI}^{BGR}$  selon la définition adoptée sur les isochrones théoriques, on peut faire la correspondance entre les différences de  $\Delta(v - i)_{PI}^{BGR}$  ( $\delta(\Delta(v - i)_{PI}^{BGR})$ ) et les différences d'âge ( $\Delta t$ ) à une métallicité donnée (fig. 16). Pour chaque classe de métallicité, on choisit un amas de référence par rapport auquel on compare les autres amas de la même classe. Les résultats obtenus sont présentés dans la table III, où les seules erreurs montrées sont les erreurs internes.

La petite différence d'âge trouvée entre M15 et M92,  $0.5 \pm 0.8$  n'est pas significative étant donnée la marge d'erreur qui lui est associée. Ce résultat est en excellent accord avec VandenBerg *et al.* (1990) et Salaris *et al.* (1997), qui n'ont pas trouvé de différence d'âge détectable entre ces deux amas en utilisant une méthode similaire.

La déviation standard de l'échantillon d'AG de métallicité intermédiaire est de 2.2 milliards d'années, alors que la somme (en quadrature) des erreurs internes sur la moyenne est de 1.5 milliard d'années. Les erreurs internes ne réussissent donc pas à expliquer la dispersion d'âge observée. En supposant qu'il n'y a aucune erreur externe, on doit conclure qu'il y a à tout le moins une dispersion d'âge d'environ 1,5 milliard d'années. Cependant, des erreurs externes dues à l'inconsistance de la photométrie d'un amas à l'autre de l'ordre de trois ou quatre pourcents suffiraient à expliquer cette dispersion.

Il y a cependant un fait troublant dans nos résultats. Lorsqu'on compare la célèbre paire d'amas M3 - M13 qui illustre si bien l'existence d'un second paramètre affectant la morphologie de la BH, on s'aperçoit que M13 est *plus jeune* que M3 par  $2.2 \pm 0.8$  milliard d'années. Ceci est en désaccord avec Stetson(1994), qui a trouvé M13 *plus vieux* que M3 par  $0.9 \pm 0.2$ . De plus, cette différence d'âge va dans le sens contraire de ce qui est attendu si l'âge est le second paramètre affectant la morphologie de la BH.

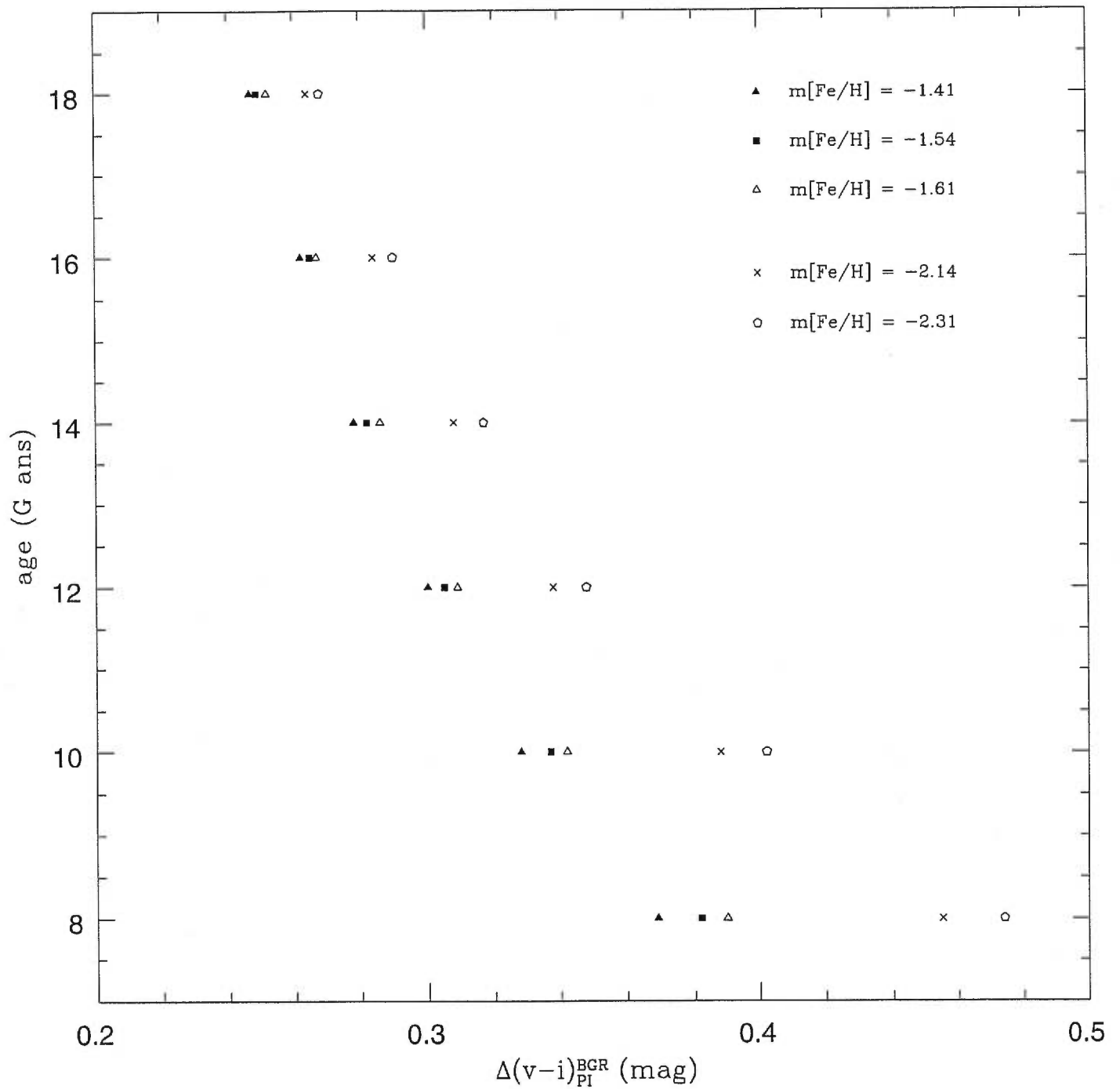


FIGURE 16. Âge en fonction de  $\Delta(v-i)_{PI}^{BGR}$  pour les isochrones théoriques de différentes métallicités calculées par Vandenberg (1996).

## CONCLUSION

Nous avons déterminé que les amas les plus pauvres en métaux de notre échantillon, M15 et M92, n'ont pas de différence d'âge détectable avec les limites de précision de la présente méthode. Les amas de métallicité intermédiaire, M3, M13, M10 et M12, ont quant à eux une dispersion d'âge détectable de  $2.2 \pm 1.5$  milliards d'années. Ceci peut être interprété comme étant le résultat d'un effondrement prolongé du nuage protogalactique.

M13 est trouvé  $2.2 \pm 0.8$  G ans plus jeune que M3. Ce résultat est en désaccord avec Stetson(1995) qui trouve M13 plus vieux par  $0.9 \pm 0.2$  milliard d'années. Si notre résultat était accepté tel quel, il impliquerait que l'âge n'est pas le second paramètre affectant la morphologie de la branche horizontale. Il demeure possible que ce désaccord puisse être causé par de très faibles erreurs systématiques (voir section 4.3.1).

On a démontré que la méthode utilisée et les données présentées dans ce mémoire sont suffisamment précises pour mesurer des différences d'âge inférieures au milliard d'année. Cependant, les différences d'âges trouvées sont très sensibles aux différences d'indice de couleur en fonction de la magnitude variant d'un amas à l'autre. C'est pourquoi afin de s'assurer de l'exactitude des résultats, il est d'une importance primordiale de calibrer attentivement et de comparer la photométrie d'au moins deux amas. Non pas seulement dans le but de vérifier les caractéristiques du système instrumental, mais surtout afin de s'assurer qu'aucun biais ne se glisse dans la photométrie d'un amas en particulier lors de la réduction des données.

On peut maintenant répondre à la question première qui a motivé cette étude, qui est:

“Est-il possible de faire un relevé systématique et homogène d’un important échantillon d’amas globulaires à partir d’un petit télescope ( $\lesssim 2$  m de diamètre) pour étudier leur dispersion d’âge avec une précision suffisante pour tirer des informations sur la formation de notre Galaxie?”

La réponse est oui, bien que la tâche ne soit pas triviale. L’expérience acquise dans ce mémoire a permis de tâter les embûches inhérentes à un tel projet, et l’expertise développée permet de suggérer des solutions aux problèmes que nous avons rencontrés. Voici donc une liste de recommandations utiles pour la poursuite de ce projet:

1. Site d’observation. Le meilleur site pour poursuivre les observations serait sans doute le Chili, car de cet endroit on peut observer près du zénith la majorité des amas globulaires fortement concentrés vers le centre galactique. De plus, la qualité exceptionnelle du “seeing” donnerait une meilleure résolution spatiale et permettrait de diminuer le problème de surpeuplement.
2. Grandeur du champ. La stratégie d’utiliser un grand champ est idéale pour peupler la BGR. Cependant, on aurait avantage à ajuster la grandeur du champ selon le rayon de coeur ( $r_c$ ) de l’amas et le degré de contamination par les étoiles du champ. En effet, lorsque le champ est trop grand, les régions externes comprennent majoritairement des étoiles n’appartenant pas à l’amas alors que les étoiles dont on veut une photométrie précise sont entassées au centre.
3. Saturation. Il faut faire attention à la saturation puisqu’elle détériore la qualité des images, ce qui pose problème particulièrement lorsqu’on veut

faire plusieurs itérations sur la photométrie.

4. Détection des étoiles de la SP. Contrairement à ce que l'on craignait au début de cette étude, la détection des étoiles jusqu'à deux magnitudes sous le PI ne pose pas de problème avec un télescope de 1,6m, dans le sens qu'elle n'exige pas de temps de pose déraisonnablement long (environ 30 minutes pour un amas ayant  $V_{HB} = 14.9$  comme M13). Le véritable défi est d'obtenir une photométrie qui soit précise pour ces objets dans un champ très riche.
5. Échantillonnage de la FE. Afin d'avoir une photométrie précise, il est nécessaire d'avoir un bon échantillonnage de la FE. Ceci peut être obtenu avec un profil stellaire ayant une pleine largeur demi-hauteur d'environ 5 pixels.
6. Photométrie. La procédure pour réduire les données est complexe et élaborée, aussi est-il nécessaire de développer une grande expertise pour maximiser la précision et l'exactitude de la photométrie. A cette fin, il est fortement recommandé de consulter un expert ayant une expérience pratique de cette tâche plutôt que de s'en remettre exclusivement aux manuels de références. De plus, l'homogénéité de la photométrie étant une condition primordiale de la méthode utilisée, il est essentiel de vérifier cette hypothèse en comparant les tendances de la photométrie d'un amas à l'autre par rapport à une photométrie standard. À cet effet, une prochaine mission devrait inclure l'observation de standards photométriques.
7. Ressources informatiques. Les logiciels utilisés pour la réduction des données demandent une quantité considérable de mémoire vive ainsi qu'un long temps d'exécution. Par exemple, pour accomplir simplement la dernière étape de la photométrie de M13 avec ALLFRAME ( 12 images 2K x 2K avec environ 13000 étoiles comme liste d'entrée), il a fallu 6 jours et 60 M de mémoire vive sur une station SPARC 4 (70Mhz) du réseau ASTRO de l'Université de Montréal. Pour qu'un projet d'envergure soit envisageable, il faudrait des ressources informatique suffisantes pour diminuer d'un facteur

dix le temps d'exécution.

8. Rougissement différentiel. Le cas particulier de M10 a montré que la méthode utilisée est robuste face au problème de rougissement différentiel si on utilise des régions restreintes de l'amas. Il serait tout de même prudent de sélectionner parmi les AG de notre galaxie ceux qui ont au départ un rougissement le plus bas possible.
9. Contamination des étoiles du champ. La meilleure solution pour contrer la contamination des étoiles du champ est d'obtenir une bonne photométrie dans les régions centrales de l'amas, là où la contamination est la moins importante. En complément à cette mesure, une méthode impliquant des champs de comparaison peut être développée pour soustraire statistiquement la présence des étoiles de champs dans les données.

Bien que cette tâche soit considérable, il ne fait aucun doute que la mesure précise des différences d'âges des amas globulaires de notre Galaxie est à la portée de la main, et qu'elle nous permettra de comprendre bien des détails sur l'évolution stellaire et la formation de notre Galaxie.

## RÉFÉRENCES

- Bailyn, C.D. 1995, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* **33**, 133
- Bolte, M. 1993, *The Globular Cluster-Galaxy Connection*, ASP Conf. Ser. No 48, ed. G. H. Smith and J.P. Brodie, p.131
- Buonanno, R., Buscema, G., Fusi Pecci, F., Richer, H.B., and Fahlman, G.G. 1990, *AJ* **110**, 1811
- Buonanno, R., Corsi, C.E., Fusi Pecci, F., Richer, H.B., and Fahlman, G.G. 1993, *AJ* **105**, 184
- Buonanno, R., 1993, *The Globular Cluster-Galaxy Connection*, ASP Conf. Ser. No. 48, ed. G.H. Smith and J.P. Brodie, p. 131
- Buonanno, R., Corsi, C.E., Fusi Pecci, F., Fahlman, G.G. and Richer, H.B. 1994, *ApJ* **430**, L121
- Buonanno, R., Corsi, C.E., Pulone, L., Fusi Pecci, F., Richer, H.B., and Fahlman, G.G. 1995, *AJ* **109**, 663
- Da Costa, G.S., Armandroff, T.E. and Norris, J.E. 1992, *AJ*, **104**, 154
- Eggen, O.J., Lynden-Bell, D.S. et Sandage, A. (ELS) 1962, *ApJ.*, **136**, 748
- Faulkner, J. 1966, *ApJ*, **144**, 978.
- Ferraro I., Ferraro, F.R., Fusi Pecci, F., Corsi, C.E., and Buonanno, R. 1995, *MNRAS*, **275**, 1057
- Forbes, D. and Dawson, P.C. 1986, *PASP*, **98**, 102
- Gratton, R. G. 1985, *A&A*, **147**, 169
- Harris, W. E., 1997, <http://www.physics.mcmaster/Globular.html>



- Kant, I., 1755 *Universal Natural History and Theory of the Heavens*, ed. and trans. W. Hastie (1969; Ann Arbor, University of Michigan Press)
- Kubiak, M. 1991, *acta astron.*, **41**, 231
- Lee, Y.W. 1992, *PASP*, **104**, 798
- Lee, Y.W., Demarque, P. et Zinn, S. 1994, *ApJ*, **423**, 248
- Peebles, P.J.E., et Dicke, R.H. 1968, *ApJ*, **154**, 891
- Peterson, C. J. 1987, *PASP*, **99**, 1153
- Rood, R.T. 1973, *ApJ*, **184**, 815.
- Rubeinstein, E. P., 1997, Ph.D Thesis, Yale University, New Haven.
- Salaris, M., Degl'Innocenti, S. et Weiss, A. 1997, *ApJ*, **479**, 665
- Sandage, A., and Wallerstein, G. 1960, *ApJ*, **131**, 598.
- Sarajedini, A. et Demarque, P. 1990, *ApJ*, **365**, 219
- Sarajedini, A. et King, C.R. 1989 *ApJ*, **98**, 5
- Searle, L. et Zinn, R. (SZ) 1978, *ApJ*, **225**, 357
- Shapley, H. 1919, *ApJ*, **49**, 96.
- Stetson, P.B., 1995, Proceedings of the Fourth CFHT User's Meeting, Lyon, ed. Marc Azzopardi, p.89.
- Stetson, P.B., 1987, *PASP*, **106**, 191
- Stetson, P.B., 1993, I.A.U. Colloquium, no. 136, "Stellar Photometry - Current Techniques and Future Developments". Ed. C.J. Butler et I. Elliott.
- Stetson, P.B., 1994, *PASP*, **106**, 250.
- Stetson, P.B., Vandenberg, D.A. et Bolte, M. 1996, *PASP*, **108**, 560
- Vandenberg, D.A., Bolte, M. et Stetson, (VBS) P.B. 1990 *AJ*, **100**, 2
- Vandenberg, D.A., Bolte, M. et Stetson, P.B. 1996, *ARA&A*, **34**, p.461-510.
- Zinn, R. 1993, The Globular Cluster-Galaxy Connection, ASP Conf. Ser. No 48, ed. G. H. Smith and J.P. Brodie, p.38